Jamey L. Jenkins

Come si osserva il Sole

Metodi e tecniche per l'astronomo non professionista

Springer

Le Stelle
Collana a cura di Corrado Lamberti

Come si osserva il Sole

Metodi e tecniche per l'astronomo non professionista

Jamey L. Jenkins

Springer

Tradotto dall'edizione inglese:
The Sun and How to Observe it
di Jamey L. Jenkins
Copyright © Springer Science+Business Media, LLC 2009
All Rights Reserved

Traduzione di: Albino Carbognani

ISBN 978-88-470-1626-2 e-ISBN 978-88-470-1627-9
DOI 10.1007/978-88-470-1627-9

© Springer-Verlag Italia 2010

Quest'opera è protetta dalla legge sul diritto d'autore, e la sua riproduzione è ammessa solo ed esclusivamente nei limiti stabiliti dalla stessa. Le fotocopie per uso personale possono essere effettuate nei limiti del 15% di ciascun volume dietro pagamento alla SIAE del compenso previsto dall'art. 68, commi 4 e 5, della legge 22 aprile 1941 n. 633. Le riproduzioni per uso non personale e/o oltre il limite del 15% potranno avvenire solo a seguito di specifica autorizzazione rilasciata da AIDRO, Corso di Porta Romana n. 108, Milano 20122, e-mail segreteria@aidro.org e sito web www.aidro.org.
Tutti i diritti, in particolare quelli relativi alla traduzione, alla ristampa, all'utilizzo di illustrazioni e tabelle, alla citazione orale, alla trasmissione radiofonica o televisiva, alla registrazione su microfilm o in database, o alla riproduzione in qualsiasi altra forma (stampata o elettronica) rimangono riservati anche nel caso di utilizzo parziale. La violazione delle norme comporta le sanzioni previste dalla legge.

Foto nel logo: rotazione della volta celeste; l'autore è il romano Danilo Pivato, astrofotografo italiano di grande tecnica ed esperienza
In copertina: Una spettacolare protuberanza ripresa nella luce dell'elio dalla camera EIT a bordo della navicella SOHO. (ESA, NASA)
Layout copertina: Simona Colombo, Milano

Impaginazione: Erminio Consonni, Lenno (CO)
Stampa: Grafiche Porpora, Segrate (MI)
Stampato in Italia

Springer-Verlag Italia S.r.l., Via Decembrio 28, I-20137 Milano
Springer fa parte di Springer Science+Business Media (www.springer.com)

Ringraziamenti

I miei sinceri apprezzamenti vanno a David Hathaway, David Williams e Fred Espenak della NASA per la concessione del permesso di utilizzare i dati contenuti nelle loro pagine *web* e, per lo stesso motivo, a Mats Lofdahl della Royal Swedish Academy of Sciences. Un ringraziamento particolare a Richard Hill del Lunar and Planetary Laboratory (Università dell'Arizona) per il suo sostegno e a Gordon Garcia, Art Whipple, Eric Roel, Howard Eskildsen, Steve Rismiller, Greg Piepol, Vincent Chan, Christian Viladrich, Gema Araujo e Lex Lane per la concessione dell'uso delle loro spettacolari immagini. Brad Timerson, della Sezione Sole dell'Association of Lunar and Planetary Observers (ALPO), ha calcolato e fornito le effemeridi solari che si trovano in fondo al libro.
La mia gratitudine va ad Ambra Eldridge per le informazioni in materia di protezione della pelle dalla radiazione solare e anche a Ray Cash e Robert Hess, che hanno fornito i dettagli sul funzionamento dei loro telescopi solari, senza dimenticare tutti i miei corrispondenti su Internet che condividono con me, e con tutti gli altri, questo *hobby* meraviglioso.
Prevalentemente, però, il mio vivo apprezzamento va a mia moglie, Mary, e alla mia famiglia che mi hanno permesso di utilizzare il poco tempo libero lasciato a disposizione dal lavoro per tentare di trasferire su carta qualche parola di incoraggiamento, con la speranza che ispiri quella che dovrebbe essere un'esperienza entusiasmante per tutti coloro che hanno il desiderio di osservare il Sole. L'osservazione della maggior parte degli oggetti astronomici, e del Sole in particolare, richiede una pazienza infinita, un continuo sviluppo della capacità di osservazione all'oculare e un'insaziabile sete di conoscenza. Il Sole, con il suo volto multiforme, richiede all'osservatore tutti questi elementi essenziali.

Jamey L. Jenkins
Homer, IL, USA
jenkinsjl@yahoo.com

Sommario

Ringraziamenti V
L'autore XI
Introduzione XIII

1. Il Sole ieri e oggi
Una stella fra milioni di altre 1
Cos'è esattamente il Sole? 1
L'origine del Sole 4
Come funziona il Sole 5
Il trasporto dell'energia dall'interno all'esterno del Sole 6
La zona radiativa 7
La zona convettiva 7
La fotosfera 9
I campi magnetici 9
La cromosfera e la corona 11
Le relazioni Sole-Terra 14

2. Consigli di base per l'osservazione solare
Perché osservare il Sole? 17
Osservare il Sole in sicurezza 19
Il *seeing* 24

3. Osservare il Sole in luce bianca
I telescopi per l'osservazione solare in luce bianca 29
I telescopi riflettori 30
I telescopi catadiottrici 33
I telescopi a rifrazione 34
Osservare il Sole per proiezione 35
L'osservazione diretta 39
I filtri a tutta apertura 40
Il prisma di Herschel 46
Utilizzo di filtri supplementari 48
I telescopi dedicati 51
Il telescopio solare Dobson 52
Il newtoniano fotografico 54
Conclusioni 55

4. I dettagli solari in luce bianca
Come un calderone in ebollizione 57
L'orientazione del Sole 57
Le regioni attive 58
La rotazione del Sole 59
Il ciclo di attività solare 60
L'oscuramento al bordo 61

La granulazione 62
Le facole 64
I pori 65
Le macchie solari 66
L'ombra delle macchie solari 67
La penombra delle macchie solari 68
I gruppi di macchie solari 70
La classificazione dei gruppi di macchie solari 70
I *flare* in luce bianca 72
Le coordinate eliografiche 74
Misura delle posizioni su una fotografia 76

5. La registrazione delle osservazioni in luce bianca
I programmi di osservazione 81
Programmi statistici 82
Il conteggio delle macchie solari 83
Le facole polari 90
Programmi morfologici 91
Disegni o fotografie? 91
Le foto a disco intero 92
Fotografia delle regioni attive 95

6. L'osservazione del Sole in luce monocromatica
Al di sopra della fotosfera 99
L'emissione e l'assorbimento della radiazione 100
Storia delle osservazioni cromosferiche 101
La terminologia relativa ai filtri 107
La scelta del telescopio 109
I filtri per il telescopio 112
Filtri H-alfa posteriori 113
Filtri H-alfa per l'obbiettivo del telescopio 115
Filtri per l'osservazione in Ca-K 118
Consigli per l'osservazione e accessori 119
Come aumentare il contrasto del disco 119
Lo schermo parasole 120
L'eliostato in montatura polare 122
Costruzione di un dispositivo per il *tilting* 123

7. Caratteristiche solari in luce monocromatica
Le protuberanze 125
I *flare* solari 130
Il reticolo cromosferico 133
Progetti di osservazione 135
La morfologia solare 136
La misura delle protuberanze 137

8.La fotografia solare
Un *hobby* dentro un *hobby* 143
Breve prospettiva storica 143
Fondamenti di fotografia solare 145
La pellicola come supporto di registrazione 154
Le fotocamere digitali 157
Le fotocamere DSLR 162
Le *webcam* e gli *imager* digitali 164
Le camere CCD astronomiche 168
L'elaborazione di un'immagine 171
Il formato dei *file* 172
Programmi per il fotoritocco 175
La calibrazione del *monitor* 176
La rotazione e il ritaglio dell'immagine 177
La regolazione dell'istogramma 178
Aumentare la nitidezza dell'immagine 180
Il salvataggio dei *file* 181
Lavorare con i canali 182
Colorare le immagini 183
La creazione di immagini con le isofote 184
La ripresa dei video 185

9.Lavorare in gruppo 189

Appendice A. Glossario dei termini relativi al Sole 191

Effemeridi solari giornaliere, ottobre 2010-gennaio 2014 203

Indice 229

L'autore

Fin dal 1990 Jamey Jenkins è stato un assiduo collaboratore del programma "Sunspot" (macchie solari) dell'American Association of Variable Star Observers (AAVSO), e dal 1998 è un osservatore attivo della Sezione Sole dell'Association of Lunar and Planetary Observers (ALPO). Negli ultimi tre anni è stato assistente del coordinatore della Sezione Sole. Appassionato di astronomia fin da giovane, ha pubblicato numerosi articoli su *The Strolling Astronomer* e varie immagini su *Sky & Telescope*.

Jenkins vive tra i campi di mais e di soia degli Stati Uniti centrali, che gli consentono di avere un'ampia visione del cielo, sia diurno sia notturno. Quando non esplora la Luna, i pianeti o il suo corpo celeste preferito, il Sole, Jamey si guadagna da vivere come specialista di prestampa digitale, lavorando per la R.R. Donnelley, la maggiore stamperia commerciale del Nord America, nella sede di Crawfordsville, Indiana.

Jamey e la moglie Mary hanno quattro figlie adulte e quattro ragazzi. Così Jamey descrive la propria famiglia: "Siamo una famiglia con tanti interessi e talenti. Siamo stampatori, medici, musicisti, insegnanti, storici, operatori dei servizi sociali e specialisti di tecnologia informatica. L'astronomia, però, ha toccato solo due di noi. Mio genero Chris e io siamo seguaci di Galileo e Copernico, passiamo il nostro tempo libero godendo della bellezza del cielo e la condividiamo con tutti coloro che sono abbastanza curiosi da sbirciare attraverso il telescopio".

Introduzione

Oltre quarant'anni fa, un astronomo dilettante esplorando gli scaffali di una biblioteca pubblica avrebbe probabilmente trovato una copia del libro di William Baxter *The Sun and the Amateur Astronomer* (Il Sole e l'astronomo dilettante). Il testo di questo autore inglese è stato di ispirazione per molti astrofili interessati all'astronomia solare, spiegando nei dettagli il come e il perché delle tecniche utilizzate per osservare il Sole. Nel suo libro Baxter, con molta pazienza, spiegava accuratamente come un astronomo dilettante, utilizzando solo un modesto telescopio, un blocco per appunti e la macchina fotografica, potesse tranquillamente registrare l'attività solare. Nel corso degli anni tanti astrofili, me compreso, hanno trovato molto prezioso il lavoro di Baxter per coltivare l'*hobby* dell'astronomia solare: il suo fu il primo libro ad essere esplicitamente scritto per lo studio amatoriale del Sole.

Un astronomo dilettante di quell'epoca difficilmente sarebbe stato in grado d'immaginare l'attuale scenario astronomico. Infatti, in questi anni, l'astronomia osservativa ha vissuto una completa rivoluzione. Ad esempio, ora carta e matita, di vitale importanza al tempo di Baxter per il disegno di quanto visibile all'oculare, servono solo per prendere appunti o fare rapidi schizzi. Il sensore elettronico (CCD) ha sostituito la pellicola fotografica, e per quelli che tentano di registrare i più fini dettagli solari sono indispensabili tecniche video avanzate.

Per l'osservatore di qualche decennio fa, un'altra sorpresa potrebbe essere la grande disponibilità di telescopi commerciali, specificamente pensati per le osservazioni solari. In passato, le osservazioni monocromatiche, cioè fatte utilizzando solo una "sottile finestra" dello spettro solare, erano accessibili solo all'autocostruttore in grado di assemblare i delicati strumenti necessari per eseguire queste osservazioni. Tali strumenti, cioè lo spettroelioscopio e il monocromatore, erano costosi e spesso al di là della bravura del tipico autocostruttore di telescopi. Da allora, la disponibilità di telescopi solari e filtri per l'osservazione nella luce H-alfa dell'idrogeno e nella riga K del calcio hanno risvegliato l'interesse per l'astronomia diurna di tutta una nuova generazione di osservatori. Al giorno d'oggi gli astronomi dilettanti, utilizzando un telescopio solare accoppiato a una economica *webcam* collegata a un computer, stanno producendo video dettagliati dell'attività cromosferica, un campo che in precedenza era esclusivo dominio dell'astronomo professionista operante in un Osservatorio solare posto ad alta quota. Mai prima d'ora sono esistite tali e tante opportunità per gli astronomi dilettanti. Questo è davvero un momento emozionante per chi coltiva l'*hobby* dell'astronomia solare.

Con questo libro, ci auguriamo di trasmettere il senso di eccitazione che tanti osservatori solari sperimentano quando puntano i loro telescopi verso il Sole. Inoltre, se siete neofiti nel campo dell'astronomia solare, imparerete anche tutte le tecniche per esplorare in modo sicuro il Sole. Quanto agli osservatori veterani, essi troveranno in queste pagine un nuovo modo per l'utilizzo di tecniche collaudate, che permetterà loro di vedere il Sole in un modo diverso.

Come variante dell'*hobby* dell'osservazione notturna, l'osservazione solare offre un'alternativa alle notti in cui si fa tardi, si ha freddo alle dita e si fruga frenetica-

mente nel buio cercando di individuare il costoso oculare che si è appena perso nell'erba bagnata dalla rugiada. Tutti gli eventi che accadono sul Sole sono unici e non si ripetono mai esattamente allo stesso modo. Questa è la parte che attrae di più le persone che si interessano di astronomia solare ed è la ragione per cui vi è un certo valore scientifico in tutte le osservazioni che vengono fatte, anche in quelle amatoriali. Che si segua la crescita e il decadimento di un gruppo di macchie solari, il rapido sviluppo di un brillamento solare o l'ascesa di una protuberanza eruttiva al bordo del Sole, un fatto è certo: il Sole saprà mostrare sempre un volto nuovo e ogni giorno diverso.
Al fine di apprezzare il Sole e il suo volto sempre mutevole, è utile comprendere di che cosa si tratta, come funziona e come si relaziona con la Terra. Il Sole è una stella, una sfera di gas incandescenti, appartenente a un massiccio sistema stellare, la Galassia o Via Lattea. All'interno del Sole esistono enormi pressioni, che creano un ambiente del tutto diverso da qualsiasi cosa si possa sperimentare sulla Terra. Le forze nucleari agiscono nel nucleo del Sole. La prima parte di questo libro offre una panoramica di questi argomenti. Inizieremo osservando le differenze e le analogie tra il Sole e le altre stelle, vedremo come è nato il Sole e come l'energia prodotta nel nucleo si faccia strada attraverso la massa solare fino a giungere sulla Terra. Una volta stabilite le basi della fisica solare, la discussione si sposterà su come un astronomo dilettante del ventunesimo secolo possa osservare in modo proficuo il Sole. Insieme, esploreremo tutte le caratteristiche che possono essere viste in luce bianca e monocromatica e gli strumenti che possono essere utilizzati per osservarle in modo sicuro. Nella seconda parte del libro, passeremo in rassegna le moderne tecniche per l'elaborazione e la condivisione delle osservazioni solari con il resto del mondo, a sua volta un *hobby* all'interno di un *hobby*.
Una parola di AVVERTIMENTO per evitare che i neofiti si precipitino fuori, alla luce del giorno, e dirigano i loro telescopi verso il cielo. L'osservazione solare può essere un'attività molto pericolosa, se non si seguono certe linee guida per la sicurezza, un tema che verrà trattato spesso in questo libro. Il Sole emette grandi quantità di calore, luce e radiazioni corpuscolari che l'osservatore solare deve imparare a gestire in ogni momento. Fortunatamente, l'atmosfera e il campo magnetico della Terra agiscono come una specie di scudo per gran parte della radiazione solare; il pericolo giornaliero a cui è soggetto l'astronomo che osserva dal suolo è dovuto alla sola luminosità infrarossa e ultravioletta del Sole. Per permettere la conduzione degli studi visuali in tutta sicurezza, queste lunghezze d'onda, invisibili per l'occhio umano, devono essere filtrate e l'intensità dell'illuminazione ridotta a un livello accettabile. **Senza queste necessarie precauzioni, il risultato è la cecità dell'osservatore**. Naturalmente, questo argomento sarà discusso in maggior dettaglio nei capitoli successivi. Indipendentemente da ciò, l'autore e l'editore non possono essere ritenuti responsabili per le azioni di un qualsiasi osservatore solare che non rispetti le procedure di sicurezza. La regola base per quanto riguarda l'osservazione solare è questa: **quando si osserva il Sole, peccare sempre per eccesso di prudenza!** Fatelo, e sarete in grado di godere, per molti anni, di uno dei più grandiosi spettacoli della natura, osservandolo semplicemente dal vostro cortile di casa.

1 Il Sole ieri e oggi

Una stella fra milioni di altre

Quando ero giovane facevo spesso passeggiate notturne verso un prato lontano da casa mia. In molte di quelle buie notti d'estate, levando lo sguardo verso il cielo, mi divertivo a scrutare nel silenzio la volta celeste e, in diverse occasioni, le stelle brillanti mi ricordavano una manciata di gioielli dispersi su un panno di velluto nero. Potevo vedere una trama di luce pallida e diffusa che, sorgendo verso nord-est vicino alla costellazione di Cassiopea, si estendeva fino all'orizzonte meridionale. Esplorando questa lattescenza diffusa con piccoli binocoli scoprii che era composta da una miriade di stelle. Questa pallida scia luminosa, ben visibile a occhio nudo da siti privi di inquinamento luminoso, altro non è che il braccio di una galassia a spirale, che si snoda a partire da una regione nella costellazione del Sagittario. Ognuna delle stelle visibili a occhio nudo fa parte di questa vasta famiglia galattica. Il cielo serale sembrava volermi dire: "Benvenuto nella Via Lattea!"

La Via Lattea è la galassia in cui viviamo. Noi siamo gli abitanti di un corpo sferico chiamato Terra orbitante attorno a una tipica stella che i nostri antenati hanno deciso di chiamare Sole. C'è stato un tempo, solo alcune centinaia di anni fa, in cui si pensava che la Terra fosse il centro dell'Universo e che tutti gli altri corpi celesti fossero in rotazione intorno a essa. E perché no? Non è ciò che appare a un occhio inesperto? Oggi, per fortuna, conosciamo la verità. La Terra è una delle molte migliaia, se non milioni, di corpi, grandi e piccoli, che orbitano attorno al Sole. Inoltre, questo insieme di gas, liquidi, polveri, ghiaccio e roccia che chiamiamo Sistema Solare orbita attorno al nucleo galattico, il centro della Via Lattea.

Attente osservazioni da parte degli astronomi ci dicono che il Sole si trova a circa un terzo della distanza che va dal bordo al centro della Via Lattea – un terzo a partire dal confine esterno – e che i due terzi restanti – la distanza del Sole dal centro della Galassia – misurano circa 25mila anni luce. Un anno luce, la distanza percorsa in un anno da un raggio di luce che si muove nel vuoto, equivale a $9{,}46 \times 10^{12}$ km. La nostra Galassia ha un diametro complessivo di circa 80mila anni luce. Poiché il Sistema Solare si sposta nello spazio a circa 230 km/s, il Sole impiega circa 200 milioni anni per completare un'intera orbita attorno al centro della Galassia. Gli scienziati ci dicono che la Via Lattea contiene centinaia di miliardi di stelle oltre al Sole, alcune simili, altre molto diverse (Figura 1.1). Negli ultimi cinque secoli, la nostra visione di un Universo geocentrico è cambiata radicalmente.

Cos'è esattamente il Sole?

Il Sole è una stella tipica, una gigantesca palla di gas che, attraverso le reazioni nucleari che avvengono nel suo nucleo, emette energia per lo più sotto forma di onde elettromagnetiche. A causa delle grandi distanze a cui si trovano da noi, le stelle sembrano sostanzialmente simili quando le si osserva al telescopio. In realtà, esse sono caratterizzate da un'ampia gamma di proprietà fisiche. Tutte le stelle, e tra queste il Sole, sono diverse per colore, temperatura e luminosità, per non parlare della massa, della composizione chimica e dell'età.

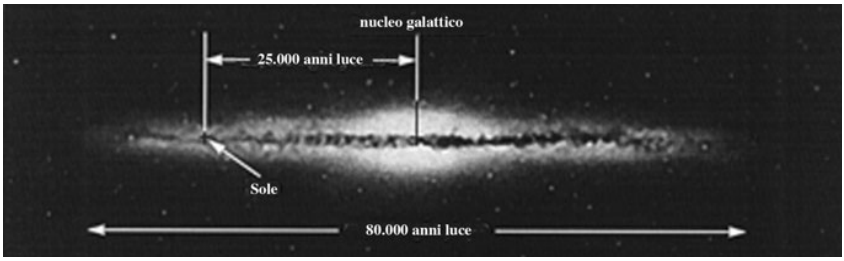

Figura 1.1 Il Sole è una dei miliardi di stelle che popolano la Via Lattea. In questa rappresentazione artistica, il Sole si trova a circa 25 mila anni luce dal centro della Galassia.

Anche se il Sole ha un diametro di 1,4 milioni km e in cielo mostra un discreto diametro angolare (in media, 32 primi d'arco), le stelle sono talmente distanti che sono quasi sempre visibili come semplici sorgenti di luce puntiformi. E questo è vero a prescindere dal fatto che alcune stelle sono gigantesche se paragonate al nostro Sole. Prendiamo, ad esempio, la stella Antares nella costellazione dello Scorpione. Antares è una supergigante rossa a una distanza di circa 520 anni luce dal Sistema Solare e ha un diametro circa 230 volte maggiore di quello del Sole. Nonostante le dimensioni gigantesche, osservata al telescopio, Antares appare niente più che un puntino luminoso, una sorgente senza dimensioni apparenti.

La distanza che separa il Sole dalla Terra è, in media, di 150 milioni di chilometri. In realtà, siamo un poco più vicini al Sole tra dicembre e gennaio e un poco più distanti tra giugno e luglio, un'indicazione evidente che l'orbita terrestre non è circolare, ma ellittica. Per rendersi conto della distanza che separa le stelle confrontiamo la distanza del Sole con quella della stella più vicina, nota come Proxima Centauri, posta ad una distanza di 4,2 anni luce, o con quella di Sirio, la stella più brillante del cielo notturno, a 8,6 anni luce. Un'analogia che aiuta a mettere nella giusta prospettiva queste distanze astronomiche è la seguente: se la Terra e il Sole fossero separati da una distanza di 1 m la stella più vicina, Proxima Centauri, sarebbe a oltre 265 km di distanza! Come si può vedere, il Sole per noi è un oggetto unico a causa della sua vicinanza (e della grande distanza che ci separa dalle altre stelle).

Un'altra differenza significativa tra il Sole e le stelle del cielo notturno è la luminosità. Per definire la luminosità di un corpo celeste si usa una grandezza chiamata *magnitudine*. Nella scala delle magnitudini, gli oggetti a cui sono assegnati i valori più grandi sono i più deboli, mentre quelli con i valori minori sono i più luminosi. Ogni gradino di magnitudine è stato pensato per rappresentare sorgenti che sono 2,512 volte più luminose o più deboli rispetto a quelle che le seguono o le precedono di una magnitudine. In altre parole, le stelle di magnitudine 2 sono cento volte più luminose delle stelle di magnitudine 7 (infatti: $1 \times 2{,}512 \times 2{,}512 \times 2{,}512 \times 2{,}512 \times 2{,}512 = 100$).

Ci sono due tipi fondamentali di magnitudine, quella assoluta e quella apparente. La magnitudine assoluta è una misura della luce ricevuta da un oggetto se fosse posto a una distanza standard di 32,6 anni luce dalla Terra. La magnitudine assoluta è quindi un indice della luminosità vera del corpo. Al contrario, la magnitudine apparente misura la quantità di luce che si raccoglie effettivamente, a prescindere dalla distanza della sorgente.

Di solito, a un qualsiasi corpo celeste si assegna la magnitudine apparente; questa quan-

tità ci dice quanto appare brillante, per noi, il corpo celeste. Naturalmente, l'oggetto più luminoso del nostro cielo, con una magnitudine apparente di –26,8, è il Sole. La Luna Piena ha una magnitudine di –12,7, Sirio splende di –1,4, mentre la Polare, la Stella del Nord, è di magnitudine +2,1.

Generalmente, le stelle di magnitudine 6 sono quelle più deboli che un osservatore può scorgere senza alcun ausilio ottico, cioè a occhio nudo. Gli oggetti più deboli ripresi nell'Hubble Ultra Deep Field Survey sono di magnitudine 31: alcune stelle possono davvero apparire molto deboli!

Poiché il colore di una stella è legato alla sua temperatura superficiale, e le stelle variano da quelle relativamente fredde a quelle molto calde, nel cielo notturno è virtualmente visibile tutto un arcobaleno di luci stellari. Questo rapporto tra la temperatura e il colore, regolato dalla *legge di Wien*, si può esprimere così: la lunghezza d'onda al picco d'emissione di un corpo nero a una data temperatura moltiplicata per la temperatura dà un valore numerico costante. I corpi neri sono oggetti che non riflettono la luce, ma assorbono tutta la radiazione incidente e poi la riemettono. Le stelle, in prima approssimazione, si comportano come corpi neri. La potenza di picco nello spettro di una stella avviene a una lunghezza d'onda che è quella dominante; è questa lunghezza d'onda che fissa il colore della stella e che, in omaggio alla legge di Wien, ci rivela la sua temperatura superficiale. Questo comportamento è più comprensibile se si considera un attizzatoio posto in un caminetto acceso. L'attizzatoio, a causa della temperatura raggiunta, può diventare di uno vivido colore rossastro (spesso indicato anche come "calor rosso"). Allo stesso modo, le stelle, ciascuna con una specifica temperatura, splendono con un particolare colore.

Tabella 1.1. Dati sulle caratteristiche fisiche del Sole (cortesia NASA).

diametro: 1.391.980 km (109 volte il diametro della Terra)		
massa: $1{,}9891\times10^{30}$ kg (333mila volte la massa della Terra)		
volume: $1{,}412\times10^{18}$ km^3 (1,304 milioni di volte quello della Terra)		
magnitudine visuale: –26,74		
magnitudine assoluta: 4,83		
tipo spettrale: G2V		
distanza dalla Terra:	minima:	147.100.000 km
	media:	149.600.000 km
	massima:	152.100.000 km
diametro apparente:	minimo:	31,4 primi d'arco
	a 1 UA:	31,9 primi d'arco
	massimo:	32,5 primi d'arco
pressione centrale: $2{,}477\times10^{11}$ bar		
temperatura centrale: $1{,}571\times10^{7}$ K		
densità centrale: $1{,}622\times10^{5}$ kg/m^3		
composizione centrale: 35% H, 63% He, 2% C, N, O ...		
pressione al culmine della fotosfera: 0,868 mb		
temperatura al culmine della fotosfera: 4400 K		
temperatura efficace della fotosfera: 5778 K		
temperatura alla base della fotosfera: 6600 K		
composizione chimica della fotosfera: 70% H, 28% He, 2% C, N, O ...		
periodo di rotazione siderale: 25,38 giorni		
periodo di rotazione sinodico: 27,27 giorni		
Età: $4{,}57\times10^{9}$ anni		

Come si osserva il Sole

Il colore del Sole è giallo-bianco, simile a quello della stella Altair, posta nella costellazione dell'Aquila. Questo colore contrasta con l'azzurro di Bellatrix nella costellazione di Orione o il colore arancione di Aldebaran, nella costellazione del Toro. Le stelle con una tonalità blu, come Bellatrix, hanno temperature superficiali di circa 20.000-35.000 K. La temperatura superficiale della fredda Aldebaran è di circa 4000 K, mentre quella del nostro Sole è di circa 5800 K.

Il Sole, senza dubbio, è il re del nostro Sistema Solare. Siamo completamente dipendenti dalla sua esistenza, perché fornisce luce, calore e permette l'esistenza della vita sulla Terra. Tuttavia, è importante comprendere come si ponga il Sole tra le stelle del cielo. Si tratta di una tipica stella della Galassia e, poiché le siamo così vicini, sfruttiamo il posto in prima fila per essere testimoni diretti di fenomeni che non sarebbero osservabili sulle altre stelle che popolano l'Universo. La nostra posizione ci aiuta a considerare, e a comprendere, le differenze tra il Sole e la le altre stelle (Tabella 1.1).

L'origine del Sole

Si pensa che il Sole e il Sistema Solare siano nati da una vasta nube di polveri e gas, la nebulosa solare. Probabilmente, la nebulosa aveva una massa diverse volte maggiore di quella del Sole e un diametro di almeno un centinaio di volte la distanza Terra-Sole. Questa nube era composta da elementi come l'idrogeno, l'elio, il carbonio, l'azoto, l'ossigeno, il neon, il magnesio, il silicio, lo zolfo e il ferro. Presenti, ma con scarse abbondanze, anche il nichel, il calcio, l'argon, l'alluminio e il sodio. Numerosi altri elementi, come l'oro, erano presenti solo in tracce.

Fin dal Big Bang, l'idrogeno e l'elio sono gli elementi più abbondanti del Cosmo, per un totale di quasi il 98% della massa. Tutti gli altri elementi chimici della nebulosa solare sono stati prodotti attraverso processi nucleari avvenuti all'interno delle prime stelle, o creati durante le esplosioni delle supernovae, che caratterizzano la fine del ciclo evolutivo di una stella di grande massa.

Le particelle di polvere che si trovavano all'interno della nebulosa solare probabilmente erano ricoperte di ghiacci, dovuti ad elementi condensati a causa delle basse temperature tipiche delle regioni esterne della nebulosa. Agendo su queste particelle di polvere e ghiaccio, la forza di gravità della nube ne avrebbe provocato la caduta verso il centro della nebulosa solare. Con il trascorrere del tempo, l'aggregazione delle particelle avrebbe aumentato la gravità, la densità e la pressione nella regione centrale della nebulosa solare. All'interno di questa regione, il protosole cominciò a crescere; tra gli atomi esisteva un certo spazio e, durante la caduta per gravità, si verificarono collisioni, con produzione di energia termica, o calore. Questo processo, cioè la conversione dell'energia gravitazionale in calore, è chiamato *contrazione di Helmholtz*. Per evitare che tutta la materia venisse attratta nel centro di gravità della nebulosa, senza avere la formazione di pianeti, doveva essere presente del momento angolare, cioè la nebulosa solare doveva essere in rotazione attorno al proprio asse. Probabilmente, la rotazione della nebulosa era una sua caratteristica naturale o magari fu il risultato di un'onda d'urto generata dall'esplosione di una supernova vicina.

Alla fine, la pressione e la temperatura derivanti dalla condensazione del gas e delle particelle all'interno della nebulosa solare raggiunsero un punto critico, e il protosole si "accese", iniziando a brillare.

Anche se la gravità è stata responsabile delle prime emissioni energetiche del Sole, il processo di contrazione di Helmholtz non è sufficiente per sostenere l'emissione energetica di una stella sul lungo periodo. È necessario invocare un processo fisico diverso, in grado di alimentare il Sole come lo vediamo oggi. Quale può essere il processo fisico in grado di alimentare le stelle? La risposta a questa domanda la troviamo nella teoria della relatività di Einstein, in cui si afferma che l'energia e la massa sono grandezze equivalenti. La famosa equazione $E = mc^2$ ci dice che l'energia (E) è equivalente alla massa di un oggetto (m) moltiplicata per la velocità della luce (c) al quadrato. Che cosa significa questo per noi e perché ci aiuta a comprendere l'emissione energetica del Sole? È presto detto: significa che una piccola quantità di materia può essere convertita in una grande quantità di energia! I fisici proposero che, date le giuste condizioni di temperatura e pressione, come sono quelle che si trovano nell'interno del Sole, gli atomi di idrogeno possano fondersi insieme formando elio. Nel processo, una parte della massa del Sole viene convertita in energia, in quantità tale da essere in grado di alimentare la fornace solare. Questo è proprio ciò che accade nel Sole.

Come funziona il Sole

Tutte le stelle, Sole compreso, sono alimentate dalle reazioni nucleari che avvengono nel loro nocciolo. La pressione e la temperatura nel nucleo del Sole sono talmente elevate che quattro protoni (nuclei dell'atomo di idrogeno) si fondono per diventare un nucleo di elio. Si stima che la pressione nel nucleo solare sia quasi 340 miliardi di volte maggiore della pressione atmosferica al livello del mare sulla Terra. A causa di tale pressione, la temperatura nel nucleo del Sole è superiore ai 15 milioni di gradi.

I gas all'interno del nucleo solare hanno una densità molte volte superiore a quella del piombo, e le condizioni sono così estreme che gli atomi sono spogliati dei loro elettroni. Questo processo di separazione degli elettroni dai loro atomi è detto *ionizzazione*; un atomo con uno o più elettroni mancanti viene chiamato *ione*. Gli atomi all'interno del nucleo del Sole sono completamente ionizzati e un gas, quando si trova in questo stato, viene chiamato *plasma*. Il plasma è quindi una miscela di ioni ed elettroni che interagiscono per mezzo di campi elettrici e magnetici. Le stelle con una massa pari o inferiore a quella del Sole passano attraverso un processo di conversione di idrogeno in elio, denominato *ciclo protone-protone*. Anche le stelle con una massa superiore a quella del Sole convertono l'idrogeno in elio, ma attraverso un processo diverso, chiamato *ciclo CNO* (carbonio-azoto-ossigeno).

Nel Sole, i risultati del ciclo protone-protone consistono nella trasformazione di milioni di tonnellate di idrogeno in elio ogni secondo. Col passare del tempo, il Sole esaurirà l'idrogeno che "brucia" nel nucleo da miliardi di anni (anche se la trasformazione di massa in energia farà diminuire solo dello 0,7% la massa solare). Un giorno, dopo che si sarà esaurito l'idrogeno, gli strati esterni del Sole si espanderanno per formare quella che viene chiamata una *nebulosa planetaria* (come la famosa Nebulosa ad Anello nella costellazione della Lira). Purtroppo, a causa dell'enorme espansione dell'atmosfera solare, il nostro pianeta cesserà di esistere e, alla fine, dissipata la nebulosa, il Sole diventerà un'insignificante nana bianca. Tuttavia, non c'è bisogno di allarmarsi per la fine del Sole; si può stimare che l'idrogeno disponibile

nel nucleo solare sarà sufficiente per altri 5 miliardi di anni. Per apprezzare la grande quantità di idrogeno contenuta nel nucleo solare, teniamo presente che il processo di fusione dell'idrogeno in elio è già in corso da quasi 4,6 miliardi di anni (Figura 1.2).

Il trasporto dell'energia dall'interno all'esterno del Sole

Come abbiamo visto, la fusione termonucleare all'interno del nucleo del Sole è la fonte di energia solare. In questo processo vengono rilasciate enormi quantità di energia, ma il Sole non esplode come un bomba atomica. Infatti, grazie all'equilibrio delle forze interne, la nostra stella permane in uno stato stazionario. Il meccanismo è il seguente: la pressione verso l'esterno esercitata dal gas compresso impedisce il collasso gravitazionale degli strati esterni del Sole sul nucleo. Questo bilanciamento delle pressioni si chiama *equilibrio idrostatico*. Allo stesso modo, la conversione dell'idrogeno in elio avviene a un tasso uniforme, che ha come risultato un tasso fisso nella produzione dell'energia. Non ci sono soprassalti nella produzione d'energia: la bomba atomica non si interrompe, né riparte. Si dice che c'è *equilibrio termico*. Senza queste due condizioni di equilibrio il Sole, come noi lo conosciamo, non potrebbe esistere.

Ma come fa l'energia prodotta nella fornace del nucleo solare ad arrivare alla regione che chiamiamo fotosfera e oltre? Per iniziare, dobbiamo tenere presente che il Sole è un corpo costituito da un certo numero di zone o strati. Immaginiamo per un momento la sezione di una palla da baseball. Al centro di una palla da baseball c'è un piccolo nucleo di gomma dura, circondato da filamenti di lana o da spago intrecciato, per dare alla palla la giusta circonferenza. Intorno, viene poi cucita la copertura di pelle. Come si vede, una palla da baseball è costruita a strati, e così è

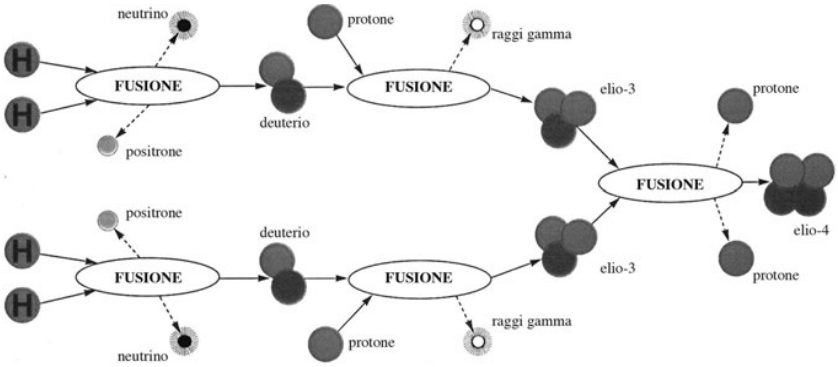

Figura 1.2 L'energia è creata all'interno del nucleo del Sole attraverso un processo chiamato *ciclo protone-protone*. In questa reazione a catena, due protoni (nuclei dell'atomo di idrogeno), si fondono per formare il deuterio, un isotopo dell'idrogeno. Durante la prima fase del processo di fusione, uno dei protoni diventa un neutrone, emettendo un neutrino e un positrone. Successivamente, il nucleo di deuterio si combina con un altro protone. In questo processo viene rilasciata energia sotto forma di un fotone gamma. Il nuovo nucleo di elio-3 si combina con un altro nucleo di elio-3 e produce un nucleo di elio-4, rilasciando due protoni che saranno disponibili per un nuovo ciclo.

anche il Sole. Se ci si muove dall'interno del Sole verso l'esterno si trovano il nucleo, la zona radiativa e la zona convettiva. Immediatamente al di sopra della zona convettiva troviamo la fotosfera, il primo strato dell'atmosfera solare. La luce che il Sole emette proviene dalla fotosfera, che significa appunto "sfera della luce".

La zona radiativa

La *zona radiativa* si trova immediatamente all'esterno del nucleo, e si estende fino a circa il 70% del raggio solare. Negli strati più profondi e vicini al nucleo, la temperatura è di circa 8 milioni di gradi e la densità è diverse volte quella del piombo. L'energia sviluppata nel nocciolo dalle reazioni di fusione nucleare viene liberata sotto forma di raggi gamma, ossia come fotoni di radiazione d'alta energia. Tali fotoni, nella zona radiativa, vengono assorbiti e riemessi in tutte le direzioni dai gas presenti. In media, i fotoni tendono ad allontanarsi dal nucleo, muovendosi verso la più fredda fotosfera. Tuttavia, l'interno del Sole è molto affollato di particelle e in queste condizioni i raggi gamma di alta energia sono continuamente assorbiti e riemessi. A volte, nella riemissione, si muovono di nuovo verso il centro e quindi possono trascorrere centinaia di migliaia di anni prima che trovino la strada verso l'esterno.

La zona convettiva

Al di sopra della zona radiativa, ma sotto la fotosfera, a una profondità di circa 210mila chilometri, c'è uno strato di gas chiamato *zona convettiva*. Qui l'energia viene trasportata dal movimento di masse di plasma dalla zona più profonda, confinante con la zona radiativa, fino al livello superiore, la fotosfera. A mano a mano che i gas caldi salgono, si raffreddano e ritornano verso l'interno del Sole, in un processo noto come *convezione*. Quando si deve descrivere la convezione solare, l'analogia che viene spesso in mente è quella di una pentola di farina d'avena in ebollizione. Il calore generato sul fondo della pentola si raccoglie in sacche all'interno della farina d'avena. La sacca riscaldata, grazie alla spinta di Archimede, inizia a salire verso la superficie, trasferendo l'energia all'esterno e generando il ribollire della zuppa. Sulla fotosfera si può vedere un effetto analogo. I fotoni prodotti nel nucleo e passati attraverso la zona radiativa creano celle di convezione nel gas che salgono fino a raggiungere la superficie solare. Sul Sole, il diametro della cella di convezione (chiamata *granulo*) è di circa 1000 km, e la velocità con cui si sposta nella parte superiore della zona di convezione è di quasi 1500 km/h. Rilasciando l'energia nella fotosfera, il granulo si raffredda e il gas rifluisce verso l'interno solare lungo la parete esterna del granulo. Queste pareti esterne, più fredde e scure, conferiscono ai granuli la loro caratteristica forma.

I granuli ricoprono l'intera superficie visibile del Sole e, in ogni istante, ce ne sono parecchi milioni. La vita di un granulo è molto breve. Ciascuno ha una durata di soli 5-10 minuti, e poi viene sostituito da una nuova bolla emergente dalle profondità della zona convettiva (Figura 1.3).

Vi è un altro movimento del plasma nella zona di convezione, ed è stato dimo-

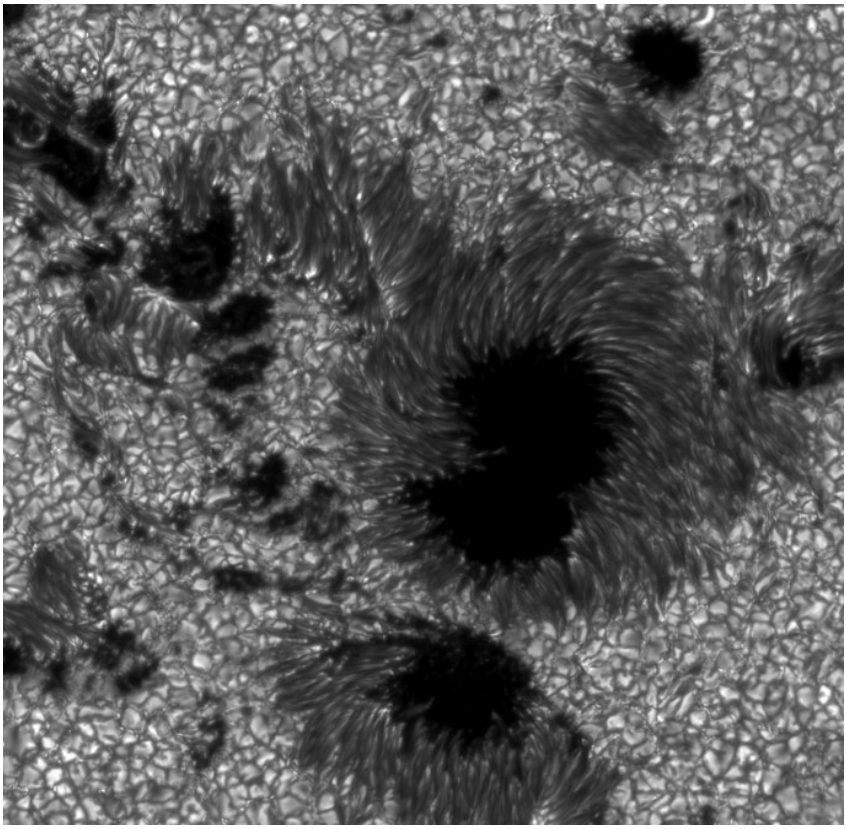

Figura 1.3 Immagine in alta risoluzione di un gruppo di macchie solari circondato dalla granulazione. L'immagine è stata ottenuta con il telescopio solare di 1 m di diametro collocato a La Palma, Spagna. Per gentile concessione dell'Accademia Reale Svedese delle Scienze.

strato che si compie dalla regione equatoriale del Sole verso le aree polari. Questo movimento è chiamato *flusso meridionale* e può essere responsabile della migrazione dei gruppi di macchie solari verso l'equatore che avviene con il progredire del ciclo solare. Il *ciclo solare* è una variazione ciclica dell'attività sul Sole e dura circa 11 anni. Con il trascorrere del tempo, gli indicatori di un Sole attivo, come il numero delle macchie solari e dei brillamenti, aumentano progressivamente fino a quando si raggiunge un picco e poi l'attività comincia a declinare. A causa del flusso meridionale, il progressivo movimento del plasma crea un circuito di gas che si sposta dall'equatore verso i poli del Sole. Nelle regioni polari, il plasma si immerge e si sposta verso la parte inferiore della zona di convezione, prima di riprendere un lento viaggio di ritorno verso l'equatore.

Probabilmente, la migrazione delle macchie solari dalle latitudini più elevate verso l'equatore solare è legata al fatto che i gruppi sono magneticamente ancorati alla regione inferiore della zona di convezione. Si pensa che proprio la lentezza del flusso meridio-

nale sia il fattore determinante per l'emersione delle macchie solari vicino alle regioni equatoriali a mano a mano che il ciclo avanza.

La fotosfera

La *fotosfera* (che significa "sfera di luce") è lo strato che segna l'inizio dell'atmosfera solare e, visualmente, è possibile l'osservazione della sua base. Al di sotto di questo livello, il gas è così opaco che è impossibile guardarci attraverso. Tuttavia, nella fotosfera è possibile vedere la granulazione, le macchie solari e, vicino al bordo solare, zone più chiare chiamate *facole*. L'attività presente nella fotosfera segue il ritmo del ciclo solare di 11 anni.

Proseguendo con l'analogia del paragrafo precedente, la fotosfera è assimilabile alla copertura della palla da baseball. Quando si parla di superficie del Sole ci si riferisce alla fotosfera. Naturalmente, in realtà il Sole non ha una "superficie" perché è composto di gas ma, poiché questa regione emette la maggior parte della luce che vediamo, sembra essere la superficie solare. La fotosfera ha uno spessore di circa 500 km, la temperatura alla base è di circa 6600 K, mentre al limite superiore scende a circa 4400 K, con una pressione inferiore a 1 mb.

I fotoni provenienti dalle zone interne del Sole che raggiungono la fotosfera sono finalmente liberi e sono emessi nello spazio. L'intensità del flusso luminoso emesso dal Sole lo rende un oggetto molto brillante e, senza una sufficiente protezione per gli occhi, estremamente pericoloso da guardare. Desta un senso di meraviglia considerare che la luce che il Sole emette oggi ha iniziato il suo percorso, a partire dal nocciolo e attraversando i diversi strati più esterni che abbiamo esaminato, molte migliaia di anni fa (Figura 1.4). In un certo senso si tratta di "radiazione fossile".

I campi magnetici

Al di sotto della superficie del Sole, prevalgono le forze atomiche dovute alla pressione del gas ma, nella fotosfera, è il magnetismo che prende il sopravvento e diventa la forza dominante. Il campo magnetico del Sole è il risultato della rotazione e dei movimenti causati dai moti convettivi che avvengono al suo interno. Gli eliosismologi, cioè gli astronomi che studiano le onde sonore a bassa frequenza che si originano nel Sole, ci dicono che la zona radiativa e il nocciolo ruotano insieme come un corpo solido, con un periodo di circa 27 giorni. Al contrario, la zona convettiva e gli strati superiori sono interessati da una rotazione differenziale, cioè con un periodo di rotazione variabile a seconda della latitudine. Vicino all'equatore il periodo è di circa 25 giorni, mentre in prossimità delle regioni polari, che si comportano come se fossero un fluido, è di circa 36 giorni.

Nel secolo scorso, l'astronomo Horace Babcock ha dato vita a una teoria che ha contribuito a spiegare il meccanismo della comparsa delle macchie solari all'interno della fotosfera. Secondo Babcock, il campo magnetico del Sole è influenzato dal flusso di plasma che si muove all'interno. Anche l'interazione al confine tra la zona radiativa e la zona convettiva contribuisce al campo magnetico. Il confine tra queste due regioni è chiamato *tachocline*.

Per sua natura un plasma, quando è in movimento, crea un campo magnetico. Le linee

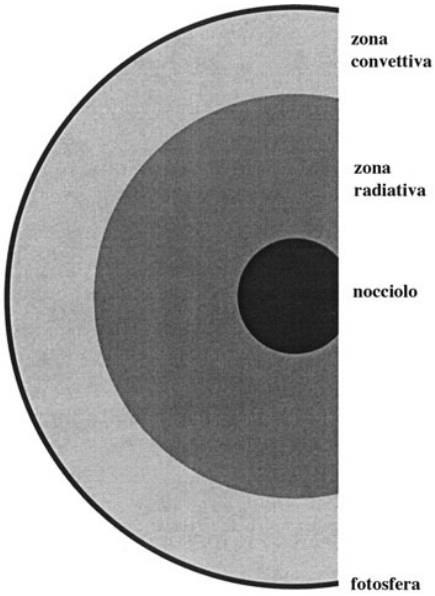

Figura 1.4 Gli strati interni del Sole.

di forza del campo magnetico del Sole corrono parallele all'asse di rotazione solare, passano da un polo all'altro e sono orientate in direzione nord-sud. La rotazione differenziale nella zona convettiva trascina con sé il campo magnetico e lo "attorciglia" intorno al Sole, come lo spago attorcigliato all'interno della palla da baseball che abbiamo preso come modello. Questo allungamento e arrotolamento si verifica proprio perché le linee magnetiche vengono trascinate insieme con le particelle cariche che compongono il plasma.

Grazie al movimento verticale della convezione si ha un trasferimento di energia dalla zona radiativa alla fotosfera. Questo movimento verticale del plasma aggroviglia le linee di forza del campo magnetico e in tal modo si determina localmente un aumento dell'intensità del campo magnetico e si sviluppano cappi lungo lo sviluppo delle linee magnetiche. Un cappio del campo magnetico sospeso nella zona di convezione è chiamato *tubo di flusso*. I tubi di flusso più piccoli emergono attraverso la superficie solare e danno vita a punti luminosi noti come *filigrana*, con un diametro di circa 150 km. I tubi di flusso più grandi appaiono scuri rispetto alla fotosfera e danno vita ai *pori* e alle *macchie solari*.

Quando un tubo di flusso ha raggiunto un'intensità sufficiente per salire in superficie e attraversarla, modificando magneticamente la fotosfera, viene chiamato *regione attiva*. Come per il tipico magnete a ferro di cavallo, una regione attiva ha un polo nord e un polo sud magnetico. Il campo magnetico si proietta sopra la fotosfera e le linee di forza dell'arco magnetico vanno da una polarità (+) all'altra (–). In ciascun emisfero solare, le polarità magnetiche precedenti e seguenti sono le stesse per tutte le regioni attive; le polarità sono invertite nell'emisfero solare opposto. Seguendo un processo fisico non ancora pienamente compreso, la polarità dei campi magnetici delle regioni

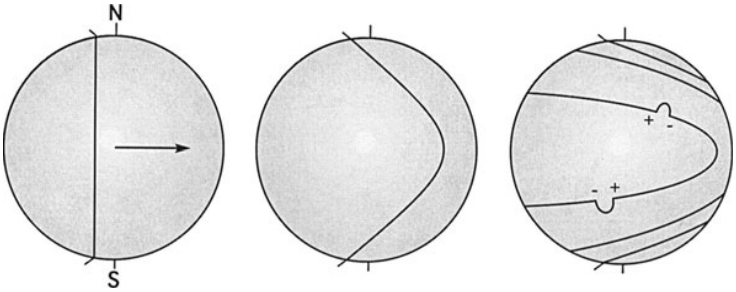

Figura 1.5 La teoria delle macchie solari afferma che, sul Sole, le linee di forza del campo magnetico corrono nella direzione nord-sud, come si vede nel disegno a sinistra. La rotazione differenziale del Sole, illustrata al centro, fa sì che le linee magnetiche si allunghino e si avvolgano intorno al Sole. Nel disegno a destra, dopo molte rotazioni, il campo magnetico si è aggrovigliato con altre linee del campo; rafforzandosi localmente, il campo magnetico emerge in fotosfera dando vita a una regione attiva.

attive si inverte seguendo il ciclo di attività di 11 anni delle macchie solari. Quindi, dopo due cicli solari, si ripropongono le stesse polarità: un ciclo magnetico completo ha un periodo di circa 22 anni.

Le macchie solari, con le loro ombre scure circondate dalle zone di penombra più chiare, appaiono all'interno dei campi magnetici sulla fotosfera perché lì la convezione viene bloccata. Solo piccole quantità di energia sono in grado di raggiungere una zona attiva tramite la convezione. Di conseguenza, la regione attiva diventa più fredda delle regioni circostanti e appare più scura, producendo una "macchia" sulla superficie solare. Anche se visualmente alcune macchie appaiono davvero molto scure, si tratta di una falsa impressione: infatti, anche le macchie più scure, se fossero viste isolate dal contesto della fotosfera, sarebbero assai luminose (Figura 1.5).

Direttamente sopra la fotosfera si trova la cromosfera e, oltre, la corona. Questi due ulteriori strati dell'atmosfera solare sono facilmente visibili durante le eclissi totali di Sole. La cromosfera è visibile come un anello rosso-rosa che circonda il Sole nella totalità, mentre la corona è un alone di colore bianco spettrale che si estende per diversi raggi solari. Quasi tutta l'attività che si osserva sulla fotosfera, nella cromosfera e nella corona è connessa con il campo magnetico solare.

La cromosfera e la corona

Al di sopra della fotosfera c'è uno strato chiamato *cromosfera* (deriva dal greco *chromos*, che significa "colore"). Con uno spessore di circa 2000 km, la temperatura nella cromosfera è tipicamente di 10.000 K. Benché decisamente più caldo di quello fotosferico, il gas della cromosfera è rarefatto, e comunque molto meno denso dello strato sottostante, il che rende la sua osservazione molto difficile a causa della schiacciante intensità luminosa della fotosfera.

La cromosfera è di colore rosato a causa dell'intensa emissione di luce a 656,3 nm, corrispondente alla lunghezza d'onda della riga H-alfa dell'idrogeno. Gli astronomi, uti-

lizzando strumenti particolari in grado di fare passare solo certe lunghezze d'onda (come la H-alfa), possono studiare le strutture che si trovano nella cromosfera, tagliando l'emissione luminosa della fotosfera.

L'attività a livello cromosferico può assumere diverse forme. Una struttura osservabile a grande scala è il *reticolo cromosferico*, che si sovrappone esattamente alla rete delle celle di supergranulazione visibili nella fotosfera. Il reticolo è composto da piccole strutture simili a macchie, con un diametro di soli pochi secondi d'arco, e appare brillante se osservato nella luce del calcio. Se il reticolo cromosferico è osservato nella luce H-alfa dell'idrogeno, allora sono presenti filamenti scuri chiamati con termine inglese *mottle* (screziature). Quando i *mottle* sono più lunghi di un paio di secondi d'arco, sono conosciuti come *fibrille*.

Le *spicole*, invece, sono facilmente osservabili al bordo solare come una serie di sottili e luminosi getti di gas che si protendono verso lo spazio. Al contrario, se osservate sul disco, appaiono scure e possono assumere forme diverse, come a "pennello" o a "catena". Le spicole hanno altezze medie di 7500 km e sono larghe circa 800 km.

Essendo ionizzato, il gas caldo viene influenzato dai forti campi magnetici che emergono dal Sole e, disponendosi lungo le linee di forza, le rende visibili sotto forma di linee e cappi. Questo permette di vedere lo sviluppo di un campo magnetico, soprattutto quando la nube di gas si staglia al lembo solare contro il fondo cielo più scuro.

Le *protuberanze* sono nubi o getti di gas luminescenti visibili per proiezione al di sopra del bordo solare. Se osservate contro il disco del Sole, le protuberanze appaiono scure e sono chiamate *filamenti*. Anche se le protuberanze si presentano con un'innumerevole varietà di forme e dimensioni, possono essere classificate in due tipi, attive o quiescenti. Le protuberanze attive hanno vita breve e nomi del tipo *surge*, *spray*, *jet* o *loop*. Si tratta di eventi energetici dove, a volte, la nube di gas finisce nella corona oppure viene espulsa nello spazio. Le protuberanze quiescenti hanno una durata molto più lunga e, viste al bordo del Sole, assomigliano a montagne o colline. Si tratta di strutture statiche, lente nel cambio d'aspetto. Queste protuberanze sono nubi di gas che restano sospese sopra la fotosfera per la presenza di campi magnetici. Fisicamente, possono essere lunghe da poche migliaia a diverse centinaia di migliaia di chilometri e avere una larghezza e un'altezza di diecimila o più chilometri, con temperature di circa 10.000 K.

Un'altra manifestazione dell'attività della cromosfera è il *brillamento* (o *flare*) solare. Si pensa che i *flare* siano il risultato del rilascio dell'energia accumulata all'interno del campo magnetico di un gruppo di macchie solari. A volte i *flare* appaiono come un improvviso aumento di luminosità di una struttura già esistente (come regioni formate da chiazze luminose visibili all'interno della cromosfera). La fase iniziale della salita della luminosità può essere piuttosto veloce, da pochi minuti a un'ora. Dopo aver raggiunto il massimo di luminosità, si assiste a un calo più graduale dell'intensità del *flare*. In generale, la produzione di energia in un brillamento può arrivare veramente a cifre astronomiche. Ad esempio, per un grande *flare* non è insolito produrre un'energia equivalente a quella emessa dall'intera fotosfera nel corso di diversi secondi. Se si pensa che tutto questo avviene in una zona estesa meno di un centesimo della superficie del Sole, si capisce come l'evento possa risultare davvero spettacolare.

Nei brillamenti solari, oltre che radiazioni elettromagnetiche a breve lunghezza d'onda, come i raggi X e gamma (dannosi per le strutture biologiche), vengono anche emesse particelle materiali come elettroni e protoni. Nel giro di alcune ore o

giorni queste particelle possono raggiungere la Terra, interrompere le comunicazioni radio, interferire con il funzionamento delle reti elettriche o provocare danni nei veicoli spaziali. Questo è il motivo per cui è importante per gli scienziati monitorare continuamente l'attività dei *flare* solari, 24 ore su 24.

Occasionalmente, si può verificare un evento noto come *espulsione di massa coronale*, o CME (*Coronal Mass Ejection*). L'espulsione di massa coronale consiste nell'allontanamento verso lo spazio interplanetario di una parte delle particelle della corona. In un singolo CME possono disperdersi nello spazio diversi miliardi di tonnellate di materia solare, con le particelle accelerate fino alla velocità di 400 km/s. I brillamenti solari sono la causa scatenante di alcuni CME, ma diversi CME si verificano senza essere preceduti da un *flare*. Le particelle espulse sono trasportate dal vento solare e, se sono state espulse nella direzione giusta, possono arrivare nello spazio circumterrestre, provocando belle aurore nelle regioni polari del nostro pianeta.

Spostandosi fuori dalla cromosfera, il gas diventa particolarmente rarefatto. Tra la cromosfera e la corona vi è una sottile regione chiamata *zona di transizione*. Da qui in poi, se ci si sposta verso l'esterno, la temperatura comincia ad aumentare notevolmente. All'interno della corona, a una distanza di parecchi milioni di chilometri dalla fotosfera, la temperatura supera i 500mila gradi e, a volte, può giungere a 2 milioni e oltre. Il meccanismo di riscaldamento della corona è tuttora sconosciuto e rimane uno dei grandi problemi a cui gli astronomi solari devono dare una risposta.

Rispetto alla fotosfera, la luce emessa dalla *corona* è estremamente debole e può essere vista solo nel corso di un'eclisse totale di Sole o utilizzando uno speciale strumento, chiamato *coronografo*, che crea un'eclisse artificiale. Le sonde che vengono inviate al di sopra dell'atmosfera terrestre per lo studio della corona sono notevolmente avvantaggiate rispetto all'osservatore al suolo. Infatti, la diffusione della luce da parte delle polveri, la rifrazione e il vapore acqueo nell'atmosfera ostacolano l'osservatore terrestre mentre nello spazio questi fattori di disturbo non esistono, favorendo l'osservazione della corona solare.

La forma della corona varia in sintonia con il ciclo delle macchie solari. Durante la fase di minimo, la corona ha una simmetria sferica e si estende tutto attorno al disco solare. Al contrario, durante il massimo del ciclo di attività, la corona è elongata soprattutto sopra le regioni equatoriali. Questa configurazione viene attribuita all'aumento dell'attività magnetica durante il ciclo solare.

Se ci si porta a grande distanza dal Sole, la corona alla fine diventa un tutt'uno con il flusso di particelle cariche che abbandona continuamente il Sole, chiamato *vento solare*. Le comete rappresentano una prova convincente dell'esistenza del vento solare. Quando un nucleo cometario si avvicina al Sistema Solare interno il materiale di cui è composto (principalmente ghiaccio d'acqua) si riscalda e inizia a sublimare trasformandosi in gas a mano a mano che si avvicina al Sole; a questo punto interviene il vento solare che soffia via dalla regione del nucleo questo materiale, formando la coda della cometa.

L'energia si sviluppa a partire dall'idrogeno del nucleo del Sole e, attraverso il ciclo protone-protone, diventa, almeno in parte, un flusso di fotoni e di particelle che lentamente si fa strada nell'interno solare fino a giungere nella fotosfera, dove viene rilasciata nello spazio fornendoci luce e calore: in breve, la vita. In un certo senso, noi siamo figli del Sole che vivono del suo flusso di emissioni. Avendo un rapporto

così stretto con questo sistema naturale di produzione dell'energia, è saggio adoperarsi per raggiungere una piena comprensione di come il Sole influisca sulla Terra e, in definitiva, su noi stessi.

Le relazioni Sole-Terra

Negli ultimi decenni è entrato in voga un nuovo termine, quello di *meteorologia spaziale*, per descrivere l'ambiente dello spazio vicino alla Terra, una regione condizionata dall'energia e dalle particelle provenienti dal Sole. Lo studio della meteorologia spaziale è essenziale per la comprensione dell'ambiente circumterrestre.

La Terra, con il suo nucleo di ferro percorso da correnti elettriche, si comporta come se fosse un enorme magnete dipolare, con i poli nord e sud contrapposti, generato dell'effetto dinamo. Le linee magnetiche emergono da un polo, descrivono un arco nello spazio ampio decine di migliaia di chilometri e rientrano nel polo opposto. Benché usualmente si pensi che un magnete abbia una proprietà attrattiva, in realtà un campo magnetico può esercitare anche una forza repulsiva. Così, le particelle dotate di una carica elettrica e di una certa velocità possono essere deviate e respinte da un campo magnetico. Il campo magnetico di grandi dimensioni che circonda e protegge la Terra dal vento solare è chiamato *magnetosfera*.

Come già discusso in precedenza, il Sole produce un flusso costante di particelle cariche denominate collettivamente *vento solare*. Soffiando attraverso il Sistema Solare alla velocità di circa 400 km/s, il vento solare comprime la magnetosfera terrestre sul lato rivolto verso il Sole. È un po' come se si stesse camminando controvento con un ombrello tenuto frontalmente. L'ombrello devia il flusso del vento deformandosi, ed è chiaramente avvertibile la forza del vento che spinge sul tessuto dell'ombrello. Allo stesso modo, si può immaginare che la magnetosfera respinga le particelle cariche del vento solare intorno alla Terra, proteggendola (Figure 1.6 e 1.7).

La macchina climatica terrestre dà origine a uragani, tornado e temporali, ma anche il Sole ha una propria "macchina climatica" che alimenta massicci *flare* solari e CME. Durante un brillamento solare o un CME, si ha la rapida espulsione nello spazio di particelle subatomiche, di una grande quantità di raggi X, ultravioletti e gamma che aumentano il volume della nube di particelle che raggiunge la Terra. Quando si verificano questi eventi, spesso le particelle provenienti dal Sole penetrano nel nostro scudo protettivo, interferiscono con la magnetosfera e hanno un effetto negativo sulla meteorologia spaziale locale. A volte le correnti parassite indotte possono provocare danni alle strutture delle reti elettriche nazionali e anche la delicata elettronica ospitata a bordi dei satelliti posti al di sopra dell'atmosfera è particolarmente vulnerabile alle particelle elettricamente cariche. Addirittura, l'esistenza di alcuni satelliti è stata messa in pericolo perché una tempesta solare aveva aumentato l'attrito dell'atmosfera residua che agiva sul satellite riconfigurandone l'orbita.

Anche le trasmissioni radio, TV e telefoniche possono essere interrotte; inoltre, possono essere alterate anche altre proprietà dell'atmosfera terrestre favorendo, ad esempio, la creazione di buchi nello strato di ozono. Questi ed altri effetti sono noti da molti anni.

A volte le aurore (boreali nell'emisfero nord e australi in quello sud), a seguito di un evento solare particolarmente energico, si rendono visibili anche a basse latitudini. Le raffiche di vento solare derivanti da *flare* o da CME possono eccitare la magnetosfera

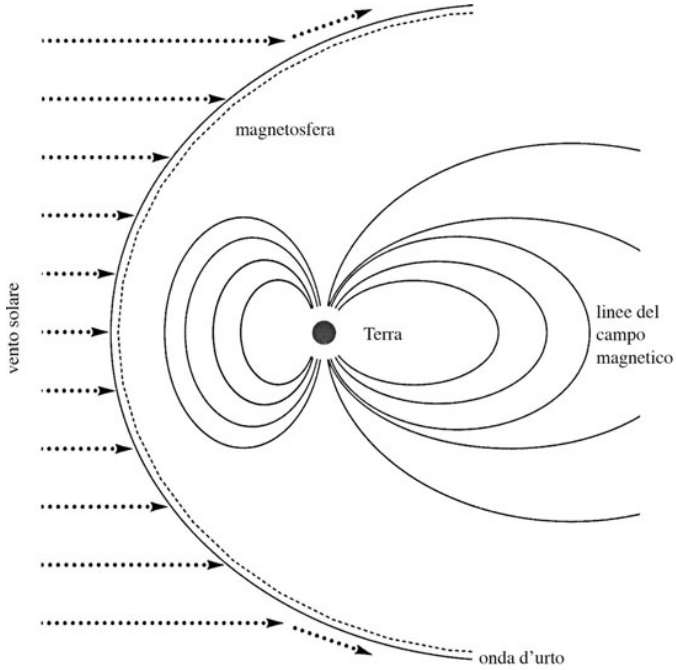

Figura 1.6 L'ambiente circumterrestre è dominato dalla magnetosfera, il campo magnetico di origine terrestre che ci protegge dagli effetti negativi del vento solare.

della Terra, producendo correnti elettriche che, viaggiando lungo le linee di forza, si portano sui poli magnetici. Gli atomi dei gas dell'atmosfera superiore sono quindi bombardati da particelle di alta energia e ne vengono eccitati. Quando questi atomi riemettono sotto forma di fotoni l'energia accumulata, il gas atmosferico (principalmente formato da molecole di azoto e ossigeno) emette luce, creando l'aurora.

Proprio come i meteorologi studiano e fanno le previsioni del tempo sulla Terra, così il lavoro di astronomi e fisici consiste nel controllare la zona di spazio più prossima alla Terra. Negli Stati Uniti, fare le previsioni del tempo "spaziale", fornendo anche utili informazioni sulle relazioni Sole-Terra, è compito della National Oceanographic and Atmospheric Administration (NOAA). Il NOAA e la US Air Force collaborano dirigendo congiuntamente lo Space Environment Center (SEC), che controlla e distribuisce informazioni, in modo tempestivo, sull'ambiente spaziale circumterrestre.

La maggior parte di ciò che abbiamo imparato è stato acquisito solo negli ultimi decenni. Missioni spaziali come la Transition Region and Explorer Spacecraft (TRACE) della NASA e la Solar and Heliospheric Observatory (SOHO) hanno fornito risposte a molte domande. Naturalmente, per ogni domanda a cui si dà risposta, ce ne sono tante altre che restano in sospeso. Ad esempio, restano da capire alcune strutture presenti nelle macchie solari e ci sono flussi di plasma nelle regioni polari la cui origine

Figura 1.7 Le aurore polari, durante i periodi di massima attività solare, possono essere visibili anche alle medie latitudini. Questa aurora, che illustra bene gli effetti delle particelle cariche solari sui gas dell'alta atmosfera, è stata osservata il 7 novembre 2004 vicino alla latitudine di 40° nord. Immagine di Lex Lane.

non è ancora chiara. Inoltre, quali sono le cause delle irregolarità presenti nel ciclo solare di 11 anni?

La maggior parte dei fenomeni che avvengono sulle superfici stellari sono ben al di là della nostra portata a causa delle enormi distanze in gioco. Abbiamo capito, almeno in parte, i processi fisici che avvengono sulle stelle perché il Sole ci ha fornito un laboratorio a portata di mano che permette lo studio dettagliato dei suoi multiformi aspetti. Per un astronomo dilettante adeguatamente attrezzato, il Sole è in grado di fornire un'intera vita di piacevoli osservazioni. Se studierete con attenzione le opzioni presentate nelle pagine che seguono, scoprirete che le possibili scelte sono tanto numerose quanto le macchie solari.

2 Consigli di base per l'osservazione solare

Perchè osservare il Sole?

Nel 1901 Charles A. Young (1834-1908), professore di astronomia all'Università di Princeton e noto osservatore solare, scrisse che "il Sole è una stella, quella a noi più vicina; una sfera calda, luminosa, enorme rispetto alla Terra e alla Luna anche se, probabilmente, si tratta solo di una stella di medie dimensioni; ma per la Terra e gli altri pianeti che gli orbitano attorno, il Sole è il più grande e il più importante di tutti i corpi celesti". Il professor Young è stato un pioniere nel campo della fisica solare. Attivo in numerosi e innovativi campi di studio, è stato il primo a fotografare una protuberanza, ha scoperto lo strato di inversione della cromosfera, e fu un valente e ben noto divulgatore scientifico. Per Young, il Sole era il più importante di tutti i corpi celesti, infatti la sua dichiarazione precedente si concludeva con la frase "... e la sua radiazione fornisce l'energia che sostiene ogni forma di attività sulle loro superfici". Si stava riferendo alle superfici dei pianeti, in particolare della Terra, con la sua fiorente vita animale e vegetale, i sistemi meteorologici, gli oceani e una ricca atmosfera. Senza il Sole, niente di tutto questo sarebbe possibile.

Il Sole, a causa della vicinanza (solo 150 milioni di chilometri) e delle grandi dimensioni (1,4 milioni di chilometri di diametro), ci offre un'opportunità unica per lo studio dettagliato di una stella. Quasi tutte le altre stelle, a causa delle grandi distanze, sono visibili come semplici punti di luce, anche usando i telescopi più grandi del mondo. Indirettamente, la spettroscopia e l'astrometria possono fornire molti dati sulle stelle, ma queste tecniche danno solo un assaggio di quello che potrebbe essere appreso dall'osservazione diretta del disco stellare.

Siamo talmente vicini al Sole che, in occasione di un'eclisse totale e grazie al solo ausilio dell'occhio nudo, possiamo vedere direttamente che è circondato da una tenue atmosfera biancastra (la corona) e da belle protuberanze di colore rosa. I primi astronomi cinesi che osservavano il Sole quando era vicino all'orizzonte (quindi al tramonto o all'alba) o attraverso sottili strati di nubi, furono in grado di scoprire che, occasionalmente, sul Sole era presente qualche macchia scura (macchie solari di grandi dimensioni). Naturalmente, quello degli antichi astronomi cinesi non è il modo più corretto per osservare il Sole ma, con un'adeguata protezione per gli occhi, anche noi possiamo ammirare le grandi macchie che, di tanto in tanto, appaiono sul disco solare, semplicemente osservando a occhio nudo. L'osservazione continuativa di una macchia solare di grandi dimensioni potrebbe rivelarci in tutta evidenza che il Sole ruota attorno al proprio asse e osservazioni supplementari permetterebbero di trarre una stima del periodo di rotazione. Pertanto, la nostra vicinanza al Sole è stata fondamentale per imparare come si comporta mediamente una stella.

Se per osservare il Sole si usa un telescopio dotato di appositi accessori, la sua visione diviene davvero da mozzafiato. L'attività del Sole è il fenomeno fisico più energetico del nostro Sistema Solare. L'astronomo dilettante può seguire l'evoluzione quotidiana delle macchie solari, sia singole che nei gruppi, oppure lo sviluppo delle protuberanze eruttive, che si alzano e poi ricadono sulla sottostante fotosfera.

Come si osserva il Sole

I brillamenti solari, di solito, sono visibili solo attraverso l'utilizzo di filtri speciali. Talvolta, in pochi minuti, possono raggiungere una tale intensità luminosa da rendersi visibili anche in luce bianca. Può essere davvero emozionante scoprirsi testimoni di un evento unico, in grado di liberare una quantità di energia equivalente a quella fin qui prodotta nell'intera storia dell'umanità. In quali altri campi dell'astronomia è possibile assistere ad attività così spettacolari su scale temporali così brevi?

A un certo numero di osservatori solari è stato chiesto perché abbiano trovato il Sole un soggetto così attraente da studiarlo assiduamente con i loro telescopi. Molti, naturalmente, hanno risposto facendo riferimento alle dinamiche solari appena citate; altri hanno parlato dell'osservazione solare come di una esperienza tranquilla e rilassante. Perché studiarlo? Un osservatore spiritoso ha risposto: "Perché il Sole è facile da trovare alla luce del giorno". E un altro: "Perché è l'oggetto celeste più semplice da mostrare al pubblico". Il divertimento e il fascino di esaminare una stella in modo dettagliato, sembrano essere una motivazione comune agli osservatori solari. Ed è per questi e tanti altri motivi che gli astronomi dilettanti studiano il Sole.

Anche se interessante per l'astronomo dilettante, l'osservazione solare deve fare i conti con alcuni ostacoli che un osservatore del cielo notturno non ha. Gli ostacoli possono essere riassunti nella "regola delle tre S": sicurezza, *seeing* e strumentazione adatta. Si tratta tuttavia di barriere facilmente superabili per un osservatore preparato e determinato (Figura 2.1).

Figura 2.1 Gli osservatori solari devono sempre garantirsi di osservare il Sole in modo sicuro.

Osservare il Sole in sicurezza

La prima cosa che tutti gli astronomi dilettanti devono conoscere riguarda il pericolo insito nell'attività d'osservazione del Sole. **Non bisogna MAI cercare di osservare il Sole attraverso un qualsiasi strumento ottico che non sia stato adeguatamente equipaggiato con un apposito dispositivo SICURO per la visione solare. MAI guardare il Sole a occhio nudo, a meno che non si guardi attraverso un filtro solare, che sia collaudato e appositamente destinato a tali scopi**. Anche la più breve esposizione alla luce solare non filtrata può danneggiare la vista in modo permanente. In questa attività è sufficiente che succeda *un solo* incidente per recare danni irreparabili alla nostra vista: quindi, bisogna essere cauti e non dare *mai* niente per scontato.

Per rendersi conto di quali siano i rischi dell'osservazione solare, si può eseguire questo semplice esperimento. Puntate un telescopio, senza filtri solari, verso il Sole; a questo scopo, un rifrattore è la scelta migliore. Rimuovete l'oculare e il prisma diagonale (se c'è). Poi, stando in piedi a lato del telescopio e lontani dal fascio di luce, tenete un foglio di carta sul piano focale dell'obbiettivo. Qual è il risultato? Naturalmente, dopo qualche tempo la carta prenderà fuoco (fate attenzione a non bruciarvi)! Questa esperienza dovrebbe essere sufficiente a convincervi che, nel fuoco di un telescopio NON predisposto per un'osservazione solare sicura, si concentra una gran quantità di calore.

Ribadito che il pericolo del calore c'è ed è evidente, bisogna aggiungere che, giornalmente, vengono compiute in ogni parte del mondo migliaia di osservazioni solari, del tutto sicure, da parte di osservatori che utilizzano strumenti professionali e amatoriali. La chiave per osservare il Sole senza rischi consiste nel distinguere chiaramente quello che è sicuro da quello che non lo è. Così, si eviteranno tutti i potenziali problemi.

Il metodo meno costoso e più sicuro per osservare la fotosfera del Sole è quello per proiezione. Un telescopio rifrattore o un riflettore newtoniano sono entrambi adatti per l'osservazione solare per proiezione. Uno qualsiasi di questi strumenti può facilmente sostenere il montaggio di uno schermo di proiezione, mentre la semplicità del loro disegno ottico garantisce contro i rischi di danni al telescopio a causa del calore solare. Per la proiezione solare non bisogna scegliere telescopi composti, come il popolare Schmidt-Cassegrain. Infatti, è possibile che il calore danneggi i componenti interni del telescopio, come il paraluce in plastica o lo specchio secondario.

Usando un telescopio con un'apertura massima di 100 mm, per proiettare un'immagine del Sole su uno schermo si impiegano gli oculari di tipo Huygens o Ramsden, cioè oculari composti da più lenti. Telescopi di apertura maggiore rischiano di concentrare troppo calore sul piano focale, dove si trova l'oculare. Alcuni osservatori preferiscono utilizzare un telescopio più piccolo (80 mm di diametro o meno), abbinato a un oculare di qualità superiore in modo da avere un'immagine proiettata più nitida. Con un piccolo telescopio si può anche utilizzare un oculare ortoscopico o un Plössl (cioè oculari fatti con lenti composite), ma bisogna fare attenzione: esiste infatti la possibilità che il calore solare sciolga il cemento ottico utilizzato per incollare le lenti tra loro. Con il telescopio puntato verso il Sole, lo schermo di proiezione solare va posizionato dietro l'oculare a una certa distanza. Questa configurazione strumentale permette di osservare facilmente le principali caratteristiche del Sole visibili in luce bianca. Naturalmente, maggiore è la

distanza che separa l'oculare dallo schermo, più grande (e più debole) sarà l'immagine proiettata. Così, quando si proietta l'immagine del Sole attraverso un telescopio, bisogna scegliere un compromesso tra le dimensioni e la luminosità dell'immagine.

Per le osservazioni in luce bianca, una tecnica alternativa alla proiezione, usata molto spesso dagli astronomi dilettanti, è la visione diretta. Per l'osservazione diretta è necessario un apposito filtro solare a tutta apertura da anteporre all'obbiettivo del telescopio. Il filtro riduce notevolmente la luminosità del Sole e assorbe la radiazione nociva (ultravioletta e infrarossa) che altrimenti raggiungerebbe gli occhi dell'osservatore danneggiandoli. Filtri solari di questo tipo sono disponibili in diverse forme, dai sofisticati modelli in vetro e metallo alle più pratiche (ed economiche) pellicole di mylar e Astrosolar. La maggior parte dei produttori di filtri vende anche filtri solari che si adattano agli obiettivi dei telescopi commerciali, oppure montati in apposite celle adeguabili alla misura del diametro di un certo telescopio. Spesso il filtro è disponibile anche separatamente, nel caso si desideri montarlo in una cella per proprio conto. Insieme alla proiezione dell'oculare, un filtro davanti all'obbiettivo è il metodo più sicuro per osservare il Sole. Più avanti nel libro, saranno date maggiori informazioni sulla tecnica della proiezione dell'oculare e sull'osservazione solare diretta, in particolare nel capitolo relativo alla strumentazione per l'osservatore in luce bianca.

Entrando nei dettagli, quali sono i pericoli da evitare quando si osserva il Sole? Una prima cosa da evitare è la sovraesposizione dell'occhio alla luce, soprattutto nelle regioni blu-verde dello spettro. Una sovraesposizione può provocare un danno alle cellule dell'occhio sensibili alla luce, cioè ai coni e ai bastoncelli. Quando i nostri occhi sono abbagliati dalla luce solare, al loro interno si verificano certe reazioni chimiche che possono causare la cecità temporanea o permanente, a seconda del danno arrecato dal calore. Questo danno chimico alla retina può derivare sia da una singola occhiata, ma di lunga durata, sia dall'effetto cumulativo di un certo numero di occhiate brevi.

La sovraesposizione alla luce visibile del Sole è già di per sé piena di pericoli, ma ci sono anche altre radiazioni dannose per i nostri occhi. Il Sole emette radiazioni invisibili sotto forma di raggi ultravioletti (UV) e infrarossi (IR). La radiazione ultravioletta (con lunghezza d'onda fra 280 e 380 nm), anche se non raggiunge la retina venendo assorbita da parte dell'occhio, contribuisce allo sviluppo della cataratta, perché accelera il processo di invecchiamento degli strati esterni dell'occhio. Al contrario, quando la radiazione infrarossa (con lunghezza d'onda fra 780 e 1400 nm) entra nell'occhio, il calore brucia i tessuti interni, con conseguente distruzione di coni e bastoncelli. La gran parte dell'energia termica che proviene dal Sole è sotto forma di radiazione IR. L'effetto finale di un'esposizione prolungata all'IR sarà una regione della retina cieca in modo permanente. Purtroppo, l'osservatore non può accorgersi del danno nell'immediatezza del gesto, perché gli occhi non trasmettono la sensazione di calore come invece succede quando ci si scotta la pelle. A volte, gli effetti non sono avvertibili fino a quando il danno non è stato compiuto, di solito entro poche ore dall'esposizione (Figura 2.2).

Gli elementi che, purtroppo, sono stati utilizzati in passato ma che non sono sicuri per l'osservazione solare comprendono i depositi a fuliggine di candela (i "vetri affumicati"), i filtri polarizzatori e quelli a densità neutra, le pellicole negative sovraesposte e sviluppate, i compact disc (CD) e le pellicole di alluminio per alimenti. Molti di questi "filtri" effettivamente attenuano la luce visibile del Sole, ma trasmettono alti livelli di radiazione IR, e abbiamo visto quanto questa possa essere dannosa. Per la

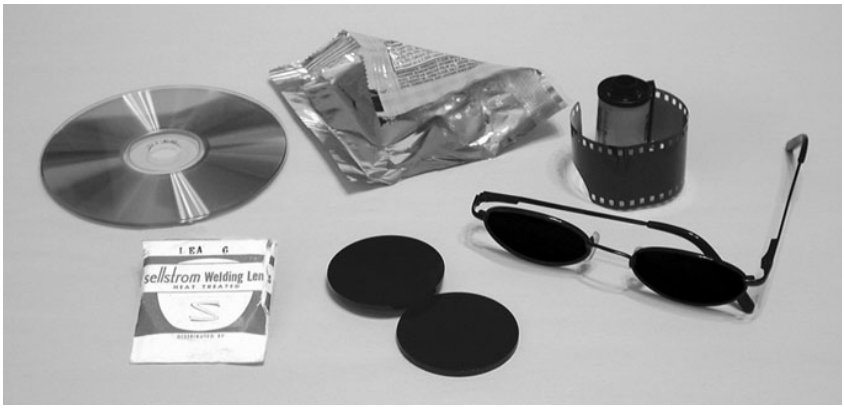

Figura 2.2 L'elenco dei dispositivi NON sicuri per l'osservazione del Sole comprende CD o DVD, pellicola di alluminio per uso alimentare, pellicola fotografica, occhiali da sole, filtri polarizzatori o a densità neutra e filtri di vetro da saldatore con una tonalità DIN inferiore a 14.

nostra sicurezza, quando si osserva il Sole, utilizzare solo prodotti esplicitamente progettati per l'osservazione solare.

Un accessorio pericoloso, che ancora oggi è in circolazione, per lo più abbinato a telescopi di basso prezzo sul mercato dell'usato, è il famigerato filtro solare da avvitare all'oculare. Questi filtri si avvitano al barilotto dell'oculare con lo scopo di permettere l'osservazione diretta del Sole. Il filtro non è altro che un vetro colorato molto scuro. Purtroppo, quando questi filtri si trovano a operare nel piano focale di un telescopio puntato verso il Sole, assorbono rapidamente il calore e il vetro si frantuma, esponendo istantaneamente l'occhio alla luce e al calore accecante del Sole.

Non potrò mai dimenticare la brutta esperienza che ho avuto con il mio primo telescopio, puntato verso il Sole e munito di uno di questi filtri. Dopo essermi allontanato di qualche passo dall'oculare per recuperare il mio *notebook*, ho sentito l'inquietante rumore del vetro fratturato, sono tornato e ho visto un fascio di luce bianca che sgorgava dall'oculare. Se l'incidente fosse successo pochi istanti prima o dopo, sarei potuto diventare cieco da un occhio! Per la sicurezza vostra e degli altri state lontano da questi filtri.

Ma, in sintesi, che caratteristiche deve avere un filtro solare a tutta apertura per consentire un'osservazione visuale sicura in luce bianca? Per essere un dispositivo sicuro, il filtro deve ridurre l'intensità della luce solare che entra nel telescopio (con lunghezza d'onda fra 280 e 1400 nm) a un livello dello 0,003% (densità di circa 4,5). Questo è il *limite inferiore* della sicurezza; molte persone preferiscono un filtro in grado di trasmettere ancora un poco meno. In generale, la maggior parte degli osservatori si trova a proprio agio con un filtro avente una densità di 5,0 circa. A questo livello, il Sole appare brillante come la Luna Piena.

Comunque sia, il produttore del vostro filtro ha sempre l'ultima parola riguardo alla sua utilizzazione. Per esempio, alcuni produttori di filtri in luce bianca forniscono quella che viene definita la versione "a densità fotografica" dei loro filtri solari. Naturalmente, le avvertenze che i produttori danno riguardo all'utilizzo visuale di

questi filtri sono improntate alla massima sicurezza. Lo scopo dei filtri a densità fotografica è quello di abbreviare i tempi di esposizione quando si fanno fotografie al Sole. Poiché i filtri a densità fotografica, rispetto ai normali filtri visuali, trasmettono maggiormente la luce solare (comprese le radiazioni UV e IR), *non* sono destinati ad altro che all'uso fotografico.

Di tanto in tanto, sul disco del Sole appaiono macchie solari di grandi dimensioni e si può cercare di osservarle a occhio nudo, il che può rappresentare una vera e propria sfida. Per questo tipo di osservazioni è molto adatto un vetro da saldatore di tonalità DIN 14, naturalmente di dimensioni adeguate per coprire entrambi gli occhi: si tratta di un ottimo filtro per l'osservazione del Sole a occhio nudo. Questo filtro si può trovare presso i negozi di ferramenta in forma di lastra rettangolare, o di disco, e con diverse dimensioni; attenua sufficientemente l'intensità della luce solare sia nel visibile sia nell'UV e nell'IR in modo tale da garantire un'osservazione sicura. Il vetro da saldatore, a causa della scarsa qualità ottica, non è raccomandato come filtro da anteporre all'obbiettivo del telescopio, e nemmeno come filtro per l'oculare, altrimenti si ricade nel caso pericoloso per la vista di cui abbiamo parlato sopra (Figura 2.3).

Finora si è detto soltanto dell'osservazione filtrata in luce bianca, ma anche l'osservatore in luce monocromatica deve andarci cauto con i problemi legati alla sicurezza. Al giorno d'oggi, un astronomo dilettante può reperire senza difficoltà filtri per la riga H-alfa dell'idrogeno e la riga K del calcio. Sono dispositivi del tutto sicuri, a patto che siano usati seguendo le istruzioni del produttore. Questi filtri sono sempre accoppiati con un apposito pre-filtro per l'assorbimento della radiazione in eccesso (o Energy Rejection Filter, in sigla ERF) e possono essere utilizzati davanti all'obbiettivo del telescopio con altri sistemi atti ad assorbire o riflettere la radiazione UV e IR. Di per sé, l'unità con il filtro a banda stretta contiene ulteriori regolazioni e filtri di blocco che rimuovono le lunghezze d'onda fuori banda; come risultato finale si ha una visione monocromatica, sicura per la vista.

Figura 2.3 Il vetro da saldatore di tonalità DIN 14 è un filtro meraviglioso per l'osservazione a occhio nudo delle macchie solari o delle fasi parziali di un'eclisse solare.

Figura 2.4 Per portare il Sole all'interno del campo di vista dell'oculare si può utilizzare un dispositivo a foro stenopeico, come l'unità commerciale mostrata nell'immagine, o guardare l'ombra del telescopio proiettata al suolo: quando l'ombra ha l'estensione minima possibile il telescopio è rivolto esattamente verso il Sole.

Bisogna sempre controllare, anche più volte, i sistemi di filtratura del telescopio, per essere sicuri che tutti i componenti siano correttamente montati e ben saldi nella loro sede. Ad esempio, se un filtro a tutta apertura non è ben fissato davanti all'obbiettivo e tira un colpo di vento, il filtro può cadere con le conseguenze che ben conosciamo. In tali circostanze, evitare un incidente pericoloso è solo una questione di fortuna, e non si dovrebbe mai lasciare la propria sicurezza in mano al caso.

Un altro problema che un osservatore solare dovrebbe prendere in considerazione è come centrare il Sole nel campo di vista del telescopio. Una buona abitudine che andrebbe presa consiste nell'eliminare o nel tappare il cercatore del telescopio principale prima di ogni osservazione solare. Un cercatore non tappato diventa un piccolo telescopio che proietta l'immagine del Sole, ed è in grado di bruciare la manica della camicia o un braccio qualora, accidentalmente, ci si trovi sul percorso del fascio di luce. Inoltre, mai traguardare lungo il bordo del tubo del telescopio per portare il Sole all'interno del campo di vista dell'oculare. In pratica, ciò equivale a guardare il Sole a occhio nudo!

Una tecnica molto semplice ed efficace, utilizzata dalla maggior parte degli osservatori solari, consiste nel guardare l'ombra proiettata sul terreno dal tubo del telescopio diretto verso il Sole. Quando l'ombra del telescopio forma un cerchio perfetto, allora il Sole si trova all'interno, o è molto vicino, al campo di vista dell'oculare. Ci sono diversi produttori di semplici "cercatori solari a foro stenopeico", che si montano sul tubo del telescopio, permettendo un posizionamento accurato del Sole nel campo

di vista. Un dispositivo di questo tipo, fabbricato da un importante produttore, è montato vicino al normale cercatore del telescopio. Data la semplicità concettuale, molti osservatori-autocostruttori hanno realizzato in proprio i loro dispositivi per localizzare il Sole e potete farlo anche voi (Figura 2.4).

In conclusione, il Sole si può domare. La chiave per l'osservazione in sicurezza consiste nell'essere ben informati e nel seguire correttamente le procedure. Bisogna fare uno sforzo consapevole per diventare un osservatore solare cosciente di quello che fa. Ricordatevi di avere sempre rispetto per il Sole: in questo modo, sarete sempre in grado di osservare, in modo sicuro, la continua evoluzione delle sue caratteristiche superficiali.

Il *seeing*

Diversi anni fa ero a uno *star party*, e stavo partecipando a una discussione informale con altri astrofili sulla quantità di dettagli che un osservatore poteva aspettarsi di vedere sul Sole con il proprio telescopio. Naturalmente, si parlava dell'apertura del telescopio, dei filtri che potrebbero migliorare la visibilità di alcune caratteristiche, e dei vantaggi dell'osservazione solare in alcuni periodi del giorno, piuttosto che in altri. Fra gli altri, era presente un osservatore solare di lunga data che fece una dichiarazione che suona come una verità assoluta. Gli era stato chiesto: "Un astronomo dilettante cosa può aspettarsi di vedere nel suo telescopio?" e lui rispose: "A conti fatti, il *seeing* è tutto!". Il *seeing* è il Santo Graal dell'osservazione solare.

Il *seeing* astronomico è definito come la qualità ottica dell'atmosfera interposta tra l'osservatore e ciò che sta guardando. In pratica, con il termine *seeing* ci si riferisce allo stato ottico del mezzo che deve essere attraversato dalla radiazione elettromagnetica prima di entrare nei nostri occhi. Le condizioni del "*seeing* diurno", come viene comunemente chiamato, possono essere molto variabili. Così ci possono essere situazioni in cui l'immagine del Sole può apparire perfettamente immobile e ricca di dettagli e altre in cui i dettagli fini spariscono perché il Sole sembra essere visto attraverso uno strato di acqua corrente e resta distinguibile solo l'ombra delle macchie solari di grandi dimensioni.

Quando il *seeing* è eccellente, usando telescopi con un diametro superiore a 125 mm, la granulazione fotosferica sarà chiaramente visibile, così come i filamenti nella penombra (strutture radiali scure che si irradiano dall'ombra delle macchie solari), e anche i pori (minuscole macchie nere prive di penombra) risultano ben definiti e con dimensione fissa. Purtroppo, questi momenti sono rari. Il più delle volte, le condizioni del *seeing* diurno oscilleranno fra "poco meno che perfetto" e "totalmente instabile". Quando ero un neofita dell'astronomia, ero appena consapevole dell'esistenza delle varie condizioni del *seeing* astronomico. Il mio primo telescopio era uno strumento di piccola apertura e raramente lo utilizzavo oltre i 50 ingrandimenti. Ma, a mano a mano che acquisivo esperienza nell'osservazione e sviluppavo il mio "occhio astronomico", cominciai ad apprezzare le osservazioni effettuate attraverso un'atmosfera stabile. Un astronomo dilettante, principiante o esperto che sia, deve compiere lo sforzo di capire come l'atmosfera influenza la propria esperienza di osservatore. Perché? Perché il *seeing* è la parte ottica più importante del telescopio (Figura 2.5).

L'osservatore notturno sa bene che le stelle (in apparenza) cambiano incessante-

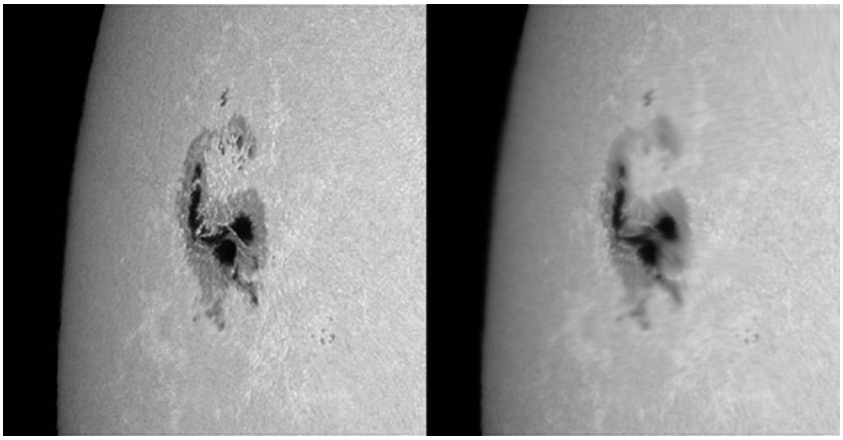

Figura 2.5 Queste immagini, ottenute in istanti contigui, illustrano la gamma di variazioni del *seeing* locale. A sinistra, le buone condizioni del *seeing* consentono di osservare anche i più piccoli dettagli. A destra, la visibilità dei dettagli fini è persa a causa del cattivo *seeing*. AR0808 del 9 settembre 2005, ripresa alle 14h 19m di Tempo Universale (l'ora di Greenwich). Immagini di Jamey Jenkins.

mente la propria luminosità. Questo fenomeno, che non è intrinseco della stella, è un effetto atmosferico chiamato *scintillazione*. La scintillazione si verifica a causa delle turbolenze presenti negli strati dell'atmosfera terrestre che si trovano a quote superiori a 2 km e che influenzano la visibilità delle sorgenti puntiformi di luce, come le stelle. La presenza di ondulazioni, di sfocature o di un degrado generale delle immagini mostrate dal telescopio indica l'esistenza di un altro tipo di *seeing*, chiamato "movimento dell'immagine". Lo scadimento dell'immagine di un oggetto celeste a causa del movimento può andare da una lenta e pigra rotazione a una rapida "ebollizione".

Le immagini in movimento sono causate dai livelli più bassi dell'atmosfera, compresi quelli nelle immediate vicinanze dell'osservatore o, addirittura, dai moti dell'aria all'interno del telescopio stesso. Lo strato d'aria più vicino alla Terra, la troposfera, è responsabile del nostro tempo meteorologico quotidiano, così come delle variazioni della temperatura che sono alla base della maggior parte delle condizioni di *seeing* scarso. Durante il periodo diurno, le fluttuazioni della temperatura dell'aria sono in parte provocate dal riscaldamento degli oggetti a terra e in parte dall'irraggiamento termico delle correnti ascendenti locali, cioè a una quota inferiore a 100 m. Sono proprio questi moti convettivi termici di bassa quota quelli che vanno capiti e controllati, per migliorare i *seeing* scarsi associati all'osservazione solare.

In sostanza, che cosa deve fare un osservatore solare per combattere le cattive condizioni del *seeing* diurno? In primo luogo, bisogna valutare il sito di osservazione. Ci sono edifici al di sotto o nei pressi del cammino che la luce dal Sole deve compire per raggiungere il vostro telescopio? In caso affermativo, spostatevi ed eviterete situazioni di cattivo *seeing*. Se possibile, localizzate il sito di osservazione in un luogo dove il flusso dei venti prevalenti non sia bloccato. Alberi, edifici, alte recinzioni, colline e altri ostacoli possono causare disturbi nei flussi d'aria locali, con conseguente cattivo *seeing*.

Figura 2.6 Una valida alternativa agli Osservatori a cupola, che tendono a soffrire di un *seeing* diurno piuttosto scarso, è la configurazione a tetto scorrevole.

Gli amatori dotati di un proprio Osservatorio trovano che un edificio progettato con un tetto scorrevole sia preferibile a una classica cupola. Le cupole tendono a creare e a conservare le condizioni generatrici di un cattivo *seeing*, perché l'area attorno all'apertura di entrata alimenta le correnti ascensionali. Anche le correnti d'aria che traggono origine dall'interno della cupola e che escono dall'apertura, contribuiscono al cattivo *seeing*. In generale, i materiali da costruzione per un Osservatorio vengono scelti fra i più pratici e leggeri possibile, in modo che non accumulino grandi quantità di calore. Per gli astrofili che non dispongono di un Osservatorio permanente, osservare da un sito all'aria aperta è senz'altro meglio che osservare attraverso una finestra o la porta di un garage aperta. Anche in questo caso, è bene evitare materiali che siano grandi assorbitori di calore, come l'asfalto o il cemento di un parcheggio: una vasta zona erbosa dove il flusso d'aria non subisca limitazioni è l'ideale (Figura 2.6).

Fatta eccezione per l'interno del tubo del telescopio, è bene evitare superfici dipinte di nero. La vernice bianca riflette il calore, mentre quella nera lo assorbe e lo re-irradia verso il cammino ottico della luce che arriva al vostro telescopio. La copertura di colore bianco potrebbe essere estesa fino a comprendere l'Osservatorio, le strutture circostanti e le attrezzature ausiliarie. Se vi autocostruite il vostro telescopio solare, ricordatevi di utilizzare un tubo di dimensioni leggermente maggiori del necessario, in modo da evitare che la luce solare colpisca la parete interna del tubo, creando pericolose correnti d'aria.

Con il trascorrere del tempo, si possono studiare le correlazioni fra il *seeing* locale e le condizioni meteorologiche, e prendere nota di quando si hanno le osservazioni solari migliori. Ad esempio, l'aria è più stabile dopo il passaggio di un fronte freddo o caldo? C'è una parte della giornata in cui, in media, l'immagine del Sole appare meno turbolenta? Molti osservatori esperti sostengono che le prime ore del mattino sono il momento migliore per l'osservazione solare, e ciò ha una sua logica. Infatti, questo è il periodo del giorno in cui il calore del Sole non ha ancora avuto tempo di riscaldare tetti, passi carrai e altre strutture: quindi, la turbolenza dell'aria attorno al sito osservativo è più bassa. Poiché il mio orizzonte orientale è ostruito, impedendo l'osservazione nelle prime ore del mattino, la mia preferenza personale è più vicina al mezzogiorno, con il Sole alto nel cielo e una leggera brezza da est verso ovest. Per quanto mi riguarda, questa è una combinazione vincente. Perché? Perché con il Sole nei pressi del meridiano locale, il cammino della luce attraverso gli strati più turbolenti dell'atmosfera è più breve e la leggera brezza riduce le correnti convettive nei pressi del telescopio. Come si sarà capito, non c'è una regola fissa riguardo all'ora migliore del giorno per l'osservazione solare. Piuttosto, è vero che il *seeing* diurno varia in funzione delle condizioni locali presenti in un dato sito. Non resta che prendere nota di queste condizioni quando il *seeing* è buono e, quando si ripetono, approfittare di questa opportunità.

Il calore non è l'unico nemico di un buon *seeing*. Infatti, la rifrazione atmosferica differenziale dà luogo a un peggioramento della visione telescopica a causa di un "effetto prisma" derivante dalla curvatura terrestre. Avete mai osservato Venere quando sorge o tramonta nel cielo del mattino o della sera, con un telescopio? Probabilmente avrete notato che, quando il pianeta si avvicina all'orizzonte, il bordo diventa colorato, dando luogo a una specie di piccolo arcobaleno. A mano a mano che ci si allontana dall'orizzonte, l'effetto prisma diventa sempre meno importante, ma anche quando un oggetto è a soli 25° dallo zenit, la rifrazione atmosferica resta maggiore di 1 secondo d'arco.

Per evitare la rifrazione atmosferica differenziale, gli osservatori solari mettono un filtro al telescopio, in modo da rimuovere tutti i colori dell'arcobaleno, meno uno. Ciò può essere ottenuto utilizzando un oculare dotato di filtri colorati standard, in aggiunta al normale dispositivo per la filtratura della luce bianca. Gli osservatori in banda monocromatica non hanno questo problema, in quanto le loro attrezzature a banda stretta fanno passare solo una fetta sottile del visibile dello spettro solare. I comuni filtri in vetro colorato, oltre che per diminuire gli effetti della rifrazione atmosferica differenziale, sono utilizzati anche per migliorare la visibilità dei dettagli in luce bianca mostrati dal Sole. Per esempio, il filtro verde aumenta il contrasto della granulazione fotosferica e delle facole. Nel capitolo del libro dedicato alle tecniche di osservazione in luce bianca, si esaminerà in maggior dettaglio l'uso dei filtri; per ora è importante capire che più è ristretta la larghezza della banda passante di un filtro, più in basso sull'orizzonte si può rimuovere l'effetto della rifrazione atmosferica differenziale.

Allo scopo di tenere traccia delle condizioni di osservazione, è importante mettere a punto un sistema, il più possibile uniforme, che descriva le condizioni del *seeing*. La differenza tra *seeing* eccellente e scadente è ovvia. Condizioni di *seeing* eccellenti permetteranno di osservare i dettagli più fini per periodi di tempo prolungati. Al contrario, condizioni di *seeing* cattive impediranno del tutto l'osservazione dei dettagli fini o permetteranno di vedere solo alcuni dettagli per un breve periodo di tempo. Un

metodo molto comodo per giudicare la qualità del *seeing* si fonda sulla visibilità di un dettaglio specifico, la granulazione, come metro di misura. Infatti, assegnando un valore numerico all'aspetto dei granuli visibili al telescopio si può ottenere una scala che rappresenta la condizione del *seeing*. Per esempio, un *seeing* migliore di 1 secondo d'arco significa che la granulazione è visibile molto chiaramente. Con un *seeing* di 1 o 2 secondi d'arco la granulazione appare screziata. Un *seeing* di 3-5 secondi d'arco permette solo di tanto in tanto la visione screziata della granulazione, mentre le macchie più piccole o i pori sono visibili a tratti. La descrizione del *seeing* usando la scala del secondo d'arco è la scelta preferita da molti osservatori, perché fa comprendere subito chiaramente quali siano le condizioni del *seeing* diurno.

Vi è un'altra caratteristica della qualità atmosferica che deve essere presa in considerazione dall'osservatore solare: si tratta della trasparenza. Questa quantità viene ridotta dalla presenza di vapore acqueo, polvere, fumo e altre particelle atmosferiche; in pratica, la trasparenza atmosferica dà la misura della limpidezza del cielo. Se la trasparenza è ridotta, alcune caratteristiche iniziano a perdere la loro nitidezza. A un estremo, nel caso di trasparenza nulla, si hanno nubi completamente opache, attraverso le quali non è possibile osservare alcunché. All'estremo opposto il cielo, nelle vicinanze del Sole, sarà di un colore blu profondo. La maggior parte delle giornate avrà una trasparenza intermedia fra questi due estremi e, per caratterizzarla, si possono usare termini soggettivi come eccellente, buona, media e scarsa. Vediamo meglio il significato dei singoli termini. "Eccellente" descrive la condizione di cielo più limpida possibile; con "buona" il cielo è limpido, ma non perfetto come nel caso precedente; "media" indica un cielo leggermente caliginoso; infine, una trasparenza "scarsa" è caratterizzata dalla presenza di nubi sottili che si interpongono fra noi e il Sole (Tabella 2.1).

Tabella 2.1. Scala descrittiva per la definizione delle condizioni del *seeing*. Molti osservatori utilizzano sia il secondo d'arco che una terminologia "discorsiva" per descrivere il *seeing* sperimentato nel corso di una sessione osservativa. Poiché i termini comuni tendono a essere soggettivi, gli osservatori esperti preferiscono l'indicazione del secondo d'arco. Le caratteristiche osservabili che definiscono questa scala sono la granulazione solare e i pori.

Descrizione	Scala in secondi d'arco	Termine comune
La granulazione è risolta	<1	eccellente
La granulazione è visibile a chiazze	1-2	buono
Granulazione/pori talvolta visibili	3-5	medio
Granulazione/pori non visibili, mal definite le macchie solari	> 5	scarso

3 Osservare il Sole in luce bianca

Un telescopio dedicato all'osservazione solare è uno strumento destinato alla visualizzazione di un solo corpo celeste, il Sole. A differenza di un telescopio concepito per l'osservazione notturna, uno strumento solare non deve raccogliere molta luce. In effetti, quando si osserva il Sole, la maggior preoccupazione è ridurre la quantità di luce ricevuta dalla nostra stella. Un grande telescopio è un "secchio" che attinge quanta più luce possibile, in grado di mostrare deboli galassie poste a milioni di anni luce di distanza: e tuttavia le prestazioni di un piccolo rifrattore sulla stella a noi più vicina è probabile che siano nettamente superiori. Considerato che i telescopi per l'osservazione solare hanno un diametro dell'obbiettivo inferiore a 150 mm, un astronomo dilettante deve puntare alla qualità piuttosto che alla quantità. A questo proposito, va sottolineato che gli osservatori solari seri fanno uso di strumentazione esplicitamente progettata per una visualizzazione ottimale del loro oggetto di studio, cioè il Sole.

I telescopi per l'osservazione solare in luce bianca

Quando il Sole viene osservato a tutte le lunghezze d'onda a cui è sensibile l'occhio (dal rosso al blu dello spettro visibile), si dice che lo si osserva "in luce bianca". La luce bianca non è un colore, ma la conseguenza dell'integrazione di tutti i colori dello spettro visibile, dal violetto al rosso. Quando osserviamo il Sole in luce bianca, lo strato che vediamo è la fotosfera. Come abbiamo già detto, cercare di osservare al di sotto della fotosfera in luce visibile è impossibile – il gas è troppo denso e opaco. Al di sopra della fotosfera, la cromosfera è molto meno densa ed è uno straterello sottile; emettendo per lo più la radiazione dell'idrogeno, è troppo debole per essere intravista contro l'abbagliante radiazione emessa dalla fotosfera.

In teoria, qualsiasi telescopio può essere adattato all'osservazione solare in luce bianca. Però, la cosa da ricordare è questa: con il Sole, alcuni tipi di telescopio hanno prestazioni migliori rispetto ad altri. Molti osservatori solari hanno una storia pregressa di osservatori notturni: di conseguenza, la loro apparecchiatura è stata progettata per funzionare al meglio in quel contesto. L'adattamento di un telescopio notturno all'osservazione diurna può essere semplice: basta l'applicazione di un filtro solare a tutta apertura davanti all'obbiettivo del telescopio. Ma, se si vogliono prestazioni superiori, la costruzione di un telescopio dedicato è una strada quasi obbligata. Ad esempio, il mio ultimo telescopio, un rifrattore di 125 mm di diametro aperto a f/18, è stato assemblato pensando proprio all'osservazione solare. La lunghezza focale è stata selezionata per fornire una dimensione specifica dell'immagine solare nel fuoco dell'obbiettivo. Inoltre, all'interno del tubo sono stati accuratamente posti alcuni diaframmi per ridurre la luce diffusa, e il tubo esterno è stato dipinto di bianco per riflettere il calore solare. Purtroppo, sono poche le aziende che producono telescopi destinati in modo specifico all'osservazione del Sole in luce bianca.

Molti dettagli solari in luce bianca sono a basso contrasto. Vale a dire, c'è solo una piccola differenza di luminosità tra il dettaglio di interesse e lo sfondo solare circostante. Naturalmente, ci sono alcune eccezioni a questa regola. Esempi di dettagli contrastati includono l'ombra delle macchie solari rispetto alla fotosfera circostante o i brillanti

"ponti di luce" che occasionalmente attraversano l'ombra delle macchie. Per vedere dettagli nella penombra di una macchia solare o per lo studio della granulazione solare, entrambe caratteristiche a basso contrasto, è richiesto uno strumento in grado di fornire un'immagine nitida, contrastata e ad alta risoluzione. Questi sono i campi chiave in cui un telescopio concepito per l'osservazione solare dovrebbe eccellere: nitidezza, contrasto e una risoluzione sufficiente per isolare il dettaglio sotto osservazione. Questi criteri vanno tenuti ben presenti ogni volta che si sceglie un telescopio destinato all'osservazione solare.

Per molti studi amatoriali si utilizza una risoluzione dell'ordine di 1 secondo d'arco: in tal modo è possibile l'osservazione dei dettagli fini della penombra e della granulazione. Un telescopio di 125 mm di apertura ha una risoluzione teorica (limite di Dawes) di 1 secondo d'arco. Quindi, in condizioni di buon *seeing*, questa dovrebbe essere l'apertura minima a cui deve aspirare l'osservatore solare impegnato. Si possono utilizzare con successo anche telescopi di apertura maggiore, fino a circa 300 mm; tuttavia, in questo caso, la risoluzione sarà in gran parte limitata dalle condizioni del *seeing*. I telescopi con apertura più piccola (meno di 125 mm) saranno meno disturbati dalle celle convettive dell'atmosfera, quindi forniranno immagini più stabili, ma un'apertura inferiore porta sempre a una diminuzione della risoluzione teorica ottimale. Questi piccoli telescopi (di 50-100 mm di apertura) sono adatti per osservazioni episodiche o per il conteggio del numero delle macchie solari. I telescopi di maggiore apertura mostreranno sempre dettagli più fini rispetto agli strumenti di piccola apertura; tuttavia, sarà necessaria una buona dose di pazienza da parte dell'osservatore, perché dovrà aspettare i momenti di buon *seeing* per vedere tutti i dettagli che l'obbiettivo è teoricamente in grado di mostrare.

I telescopi riflettori

Fra i telescopi a riflessione, quello con lo schema ottico più semplice e il più utilizzato è il *newtoniano*, inventato da Sir Isaac Newton nel XVII secolo. Che sia autocostruito o commerciale, un newtoniano, con l'aggiunta di un filtro solare a tutta apertura, è perfettamente utilizzabile per l'osservazione diretta del Sole in luce bianca. I newtoniani tipicamente usati dagli amatori sono quelli da 150 mm (6 pollici) di diametro. Considerato che la parte più difficile da lavorare è la superficie ottica dello specchio principale, questi telescopi sono disponibili a prezzi ragionevoli, il che è un notevole vantaggio per gli amatori che guardano anche ai costi del loro *hobby*. A parità di denaro investito e rispetto a telescopi di diverso schema ottico, un acquirente ottiene la maggiore apertura possibile con un newtoniano. Infatti, i telescopi catadiottrici, cioè quelli dotati sia di specchi sia di lenti come componenti primari, e i telescopi rifrattori di alta qualità sono molto costosi e questo, almeno in parte, è dovuto al maggior numero di superfici ottiche che devono essere lavorate.

Il primo riflettore costruito da Newton era piuttosto rozzo. Ad esempio, era stato costruito con uno specchio primario affetto da un difetto noto come *aberrazione sferica*. Una lente o uno specchio che soffrono di questa aberrazione non sono in grado di concentrare tutti i raggi di luce raccolti su un unico piano. In altre parole, i raggi luminosi che colpiscono l'obbiettivo al di fuori dell'asse ottico vanno a fuoco in un punto diverso rispetto a quelli che sono molto più vicini a tale asse. Per correggere l'aberrazione sfe-

rica in un telescopio newtoniano, lo specchio primario non deve avere la curvatura di una sfera, ma deve assumere la forma di una parabola. Uno specchio parabolico riflette i raggi di luce in un unico fuoco puntiforme.

Un altro difetto comune ai newtoniani è il *coma*. Uno specchio con un rapporto focale (cioè il quoziente focale/diametro) piccolo crea un'immagine fuori asse di una sorgente puntiforme che assomiglia a una piccola cometa (da qui il nome) o a una "sbavatura" a forma di V. Più ci si allontana dall'asse ottico, più è pronunciata l'aberrazione. Un modo per eliminare il coma, o almeno per ridurlo, consiste nell'usare lenti corrette speciali inserite all'interno del cammino ottico della luce. Ma la soluzione più semplice consiste nell'utilizzare uno specchio parabolico con un rapporto focale da moderato a grande (quindi f/8-12). Un telescopio con una grande lunghezza focale è lo strumento ideale per le osservazioni lunari, planetarie o solari.

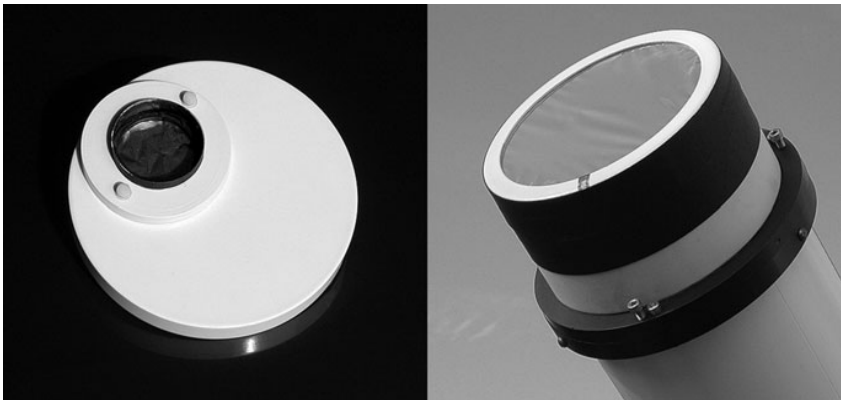

Figura 3.1 Il filtro obbiettivo fuori asse è adatto sia per un telescopio newtoniano sia per un catadiottrico. Il filtro obbiettivo a tutta apertura sulla destra sfrutta tutta la risoluzione del telescopio perché ne utilizza l'intera apertura.

Il telescopio newtoniano ha un netto vantaggio rispetto a un telescopio a lenti, ovvero è perfettamente acromatico: quindi i colori appaiono puri, senza dominanti di sorta. L'*aberrazione cromatica* deriva dagli effetti prismatici della rifrazione della luce bianca. Infatti, quando si osserva con un telescopio rifrattore (di tipo acromatico), spesso si vede un anello di colore viola che circonda le stelle più luminose. Questo non succede con i più costosi rifrattori apocromatici. Gli specchi, dal momento che operano attraverso la riflessione della luce, invece della rifrazione, sono completamente esenti dall'aberrazione cromatica.

Un astronomo dilettante dotato di un buon newtoniano da 150 mm di apertura e di un filtro solare a tutta apertura può aspettarsi di compiere ottime osservazioni del Sole in luce bianca. I dettagli visibili includono l'oscuramento al bordo, i dettagli nell'ombra e penombra delle macchie solari, i pori, i "ponti luminosi", le facole e la granulazione. Con strumenti dotati di un'apertura maggiore, anche se meno trasportabili e più soggetti al cattivo *seeing*, si possono anche usare filtri fuori asse (*Off-Axis*, OA), da porre davanti all'obbiettivo in posizione eccentrica. Per i newtoniani, un filtro OA è circolare e grande

abbastanza da occupare la zona compresa fra il supporto diagonale dello specchio secondario e il bordo dello specchio principale. Grazie a questa posizione "strategica", il fascio di luce che passa per il filtro OA non intercetta il supporto del secondario, quindi aumenta leggermente il contrasto dell'immagine perché l'ostruzione è nulla, come nei rifrattori. Tuttavia, con un telescopio riflettore da 150 mm di diametro, o inferiore, un filtro OA non funziona molto bene. Infatti, la risoluzione inizia a essere troppo bassa perché il diametro del filtro fuori asse diventa davvero troppo piccolo (50-70 mm) per essere usato con profitto. Quindi, se si dispone di un telescopio con un diametro da 150 mm o inferiore, conviene utilizzare un filtro solare a tutta apertura; se il telescopio ha un diametro maggiore di 150 mm, conviene utilizzare un filtro a tutta apertura oppure considerare un filtro OA il più grande possibile (Figura 3.1).

A seconda del tipo di telescopio, può essere necessario mascherare o chiudere l'apertura che circonda lo specchio primario posto sul fondo del tubo del newtoniano. Infatti, ci potrebbero essere riflessi di luce diurna che, passando attraverso le fessure sul fondo del tubo, potrebbero dirigersi verso lo specchio diagonale e da qui finire nell'oculare abbassando drasticamente il contrasto dell'immagine. Se il tubo del telescopio è dotato di anelli posti ai suoi estremi c'è una soluzione semplice a questo problema dei riflessi indesiderati: basta ritagliare un disco di cartone nero sottile che abbia lo stesso diametro esterno del tubo. A questo punto, è sufficiente togliere l'anello posto vicino allo specchio del telescopio, inserire il disco di cartone all'interno dell'anello e rimontarlo sul tubo. Ecco fatto! Ora il fondo del tubo, in prossimità dello specchio, è mascherato e la luce spuria non può filtrare. In alternativa, in mancanza di anelli adatti, si può mettere un tappo, che può essere autocostruito o acquistato, in modo che si inserisca sopra l'estremità del tubo. Anche in questo caso l'obbiettivo di eliminare i riflessi sarà raggiunto.

In un newtoniano per l'osservazione del Sole in luce bianca, oltre alla visione diretta tramite il filtro a tutta apertura, si può adottare anche la tecnica della proiezione dell'oculare cui abbiamo già accennato nel capitolo precedente. Questa tecnica prevede che il telescopio venga utilizzato come un "proiettore" per formare un'immagine ingrandita del Sole su uno schermo posto a una certa distanza dall'oculare. Il montaggio di uno schermo di proiezione (schermato contro la luce solare diretta), sul lato del tubo di un newtoniano, anche se possibile, può essere frustrante, a causa dello sbilanciamento per torsione che si viene a creare. Inoltre, il tubo aperto del newtoniano favorisce la creazione di correnti d'aria interne che possono essere amplificate dal calore del Sole. Purtroppo, queste correnti all'interno del tubo danno luogo a un peggioramento del *seeing* locale, la nemesi di ogni osservatore solare. Come se non bastasse, l'accumulo di calore solare che si verifica sullo specchio secondario di un telescopio di grande apertura può danneggiare o alterare l'ottica, o almeno creare cattivo *seeing*. A questo punto, non sorprenderà sapere che sono pochi i dilettanti che hanno usato con successo un newtoniano con la tecnica della proiezione; infatti, con questa tecnica è consigliabile usare semmai un telescopio rifrattore.

In sintesi, gli osservatori solari in luce bianca troveranno che il telescopio newtoniano è quello che presenta il miglior rapporto prezzo/prestazioni. Uno strumento con apertura da 150 mm o superiore, utilizzato con un filtro solare a tutta apertura, ha una risoluzione sufficiente per la maggior parte degli studi solari. L'aberrazione cromatica in un newtoniano è inesistente, e gli strumenti a lunga focale sono in grado di fornire immagini superbe. Per le osservazioni in luce bianca, il newtoniano può essere davvero un ottimo telescopio solare.

I telescopi catadiottrici

Quando in un telescopio si usano una combinazione di specchi e una lastra correttrice, si parla di telescopio *catadiottrico*. Ci sono due tipi di telescopi catadiottrici comunemente in uso fra i dilettanti: lo Schmidt e il Maksutov. Entrambi gli schemi ottici sono molto conosciuti fra gli amatori e ciascuno presenta distinti vantaggi per l'osservatore solare.

Il maestro ottico Bernard Schmidt inventò il telescopio Schmidt intorno al 1930. Attraverso l'uso di uno specchio primario sferico e di un'unica lastra correttrice posta nella parte frontale dello strumento, Schmidt riuscì a sviluppare un telescopio esente da coma e destinato alla fotografia del cielo notturno. Fu un grande successo! Attualmente, dislocati in tutto il mondo, ci sono un certo numero di Osservatori professionali che utilizzano proprio il telescopio Schmidt per *survey* a grande campo.

Quando lo schema ottico Schmidt fu adattato a una configurazione Cassegrain (ottenendo così lo Schmidt-Cassegrain), lo strumento divenne estremamente popolare fra gli astrofili nel corso degli anni '70 del secolo scorso e lo è ancora oggi. Il grande pregio di questa configurazione è la compattezza, che lo rende uno strumento molto trasportabile, unita alla possibilità di avere comunque una grande apertura con una buona lunghezza focale. Di solito, gli astronomi dilettanti non hanno un Osservatorio in pianta stabile, ma desiderano ugualmente uno strumento con un buon diametro e la soluzione perfetta è proprio il telescopio Schmidt-Cassegrain (Schmidt-Cassegrain Telescope, SCT). Ai fini della ripresa di immagini, il piano focale di un SCT è perfettamente accessibile; inoltre, i produttori di telescopi hanno in catalogo una vasta gamma di accessori per questi strumenti. Un aspetto negativo degli SCT è la grande ostruzione centrale (circa il 30% del diametro), che causa una leggera perdita di nitidezza e di contrasto delle immagini.

L'ottico russo Dimitrij Maksutov sviluppò il telescopio Maksutov nel 1944. Un Maksutov (o "Mak") usa uno specchio primario sferico e un menisco posto all'ingresso del tubo del telescopio per correggere le aberrazioni. In generale, un Mak in configurazione Cassegrain avrà una maggiore lunghezza focale di un SCT di apertura simile. Spesso, lo specchio secondario del Mak è costituito da uno *spot* alluminato posto sulla superficie interna del menisco correttore. Nella maggior parte delle configurazioni, lo specchio secondario del Mak ha dimensioni inferiori rispetto al secondario di uno SCT di identiche dimensioni, e questo permette di avere immagini più contrastate. Questa caratteristica rende il Mak una scelta leggermente migliore, per l'osservazione solare, rispetto allo Schmidt. Come per gli SCT, anche per i Mak la portabilità è un punto forte. Tuttavia, la lente correttrice del Mak è relativamente spessa (più di 12 mm) e questo ne aumenta considerevolmente il peso, specie nel caso di strumenti di grandi dimensioni. Inoltre, anche i costi di produzione aumentano in proporzione. Questi fattori possono limitare la dimensione di un Mak per uso amatoriale.

Come per i newtoniani, anche per i telescopi catadiottrici aventi un diametro pari o inferiore a 150 mm la scelta migliore per l'osservazione diretta del Sole in luce bianca consiste nell'utilizzare un filtro solare a tutta apertura. Si può anche considerare l'uso di un filtro fuori asse, a patto che il telescopio abbia un diametro abbastanza grande da evitare che il filtro limiti troppo il potere risolutivo dello strumento. La tecnica della proiezione solare *non è mai consigliabile* per i telescopi catadiottrici. C'è il forte rischio di danneggiare o distruggere le parti interne di un Mak o di un SCT. Per esempio, il tubo

di plastica che fa da paraluce interno a questa classe di strumenti potrebbe fondere rapidamente a causa dell'eccessivo calore dal Sole, oppure lo specchio secondario potrebbe surriscaldarsi, distorcersi o rompersi, o comunque danneggiarsi. Anche senza considerare questi rischi, la montatura a forcella che supporta questi telescopi non è molto adatta per essere usata con uno schermo di proiezione solare.

Quando si tratta di scegliere uno strumento generalista, valido un po' per tutti i campi dell'osservazione astronomica, un catadiottrico probabilmente è la prima scelta che un amatore può fare. Di un catadiottrico gli osservatori di Luna, Sole e pianeti apprezzano il grande rapporto focale (f/10 o superiore) e la buona qualità dell'immagine. Gli amanti delle osservazioni *deep-sky* invece apprezzano maggiormente la grande apertura di questi telescopi e la portabilità. In conclusione, per l'osservazione diretta del Sole in luce bianca, un telescopio catadiottrico è una buona scelta.

I telescopi a rifrazione

Per raccogliere e focalizzare la luce, un telescopio *rifrattore* utilizza una lente come elemento ottico primario. Tradizionalmente, il merito per l'invenzione del telescopio, nel 1608, viene attribuito all'ottico olandese Hans Lippershey. Galileo Galilei fu però il primo a rivolgere il suo strumento verso il cielo e fece tante scoperte che gli astronomi suoi contemporanei, privi di telescopio, non erano in grado di fare. Per gli standard odierni, l'obbiettivo del telescopio di Galileo, formato da una lente singola, sarebbe di qualità decisamente inferiore alla media. Un problema che affligge le lenti singole è l'aberrazione cromatica, che consiste nel fatto che i colori non vanno a fuoco in un unico punto. Questo era uno dei punti deboli dei primi telescopi a rifrazione. Con il tempo, si scoprì che combinando lenti dotate di diverso indice di rifrazione si potevano produrre obiettivi di telescopi in cui il problema era molto ridotto o del tutto assente.

Gli astrofili di oggi hanno a loro disposizione due modelli base di telescopio rifrattore, quello acromatico o quello apocromatico (APO). Una lente formata da due elementi, di solito uno di vetro *crown* e l'altro di vetro *flint*, viene indicata come *doppietto acromatico*. Per lavorare bene, un obbiettivo acromatico dovrà avere una lunghezza focale lunga, con un rapporto focale di f/12-16 o anche maggiore; i doppietti con focale via via minore soffrono sempre più dell'aberrazione cromatica e anche di altre aberrazioni. Nel rifrattore classico l'obbiettivo è un doppietto acromatico. In questo tipo di strumenti la grande lunghezza focale riduce al minimo il problema della dispersione dei colori, anche se con la combinazione *crown-flint* può restare comunque visibile un leggero alone bluastro attorno al bordo dei corpi celesti, specialmente quelli luminosi. Una tecnica per rimuovere questo colore spurio residuo, molto usata da un buon numero di astronomi dilettanti, consiste nell'osservare all'oculare attraverso un filtro giallo o giallo-verde della serie Wratten. In effetti, questi filtri possono ripulire in modo efficace il campo di vista, assorbendo i colori in eccesso e trasmettendo una banda molto più ristretta di lunghezze d'onda che possono andare a fuoco tutte in un unico punto. Alcuni rivenditori di materiale astronomico forniscono anche filtri di tipo interferenziale, a volte chiamati *minus-violet*, che sono anch'essi in grado di rimuovere le frange colorate dall'immagine formata da un rifrattore acromatico.

In commercio si trovano anche obiettivi da rifrattore formati da due lenti, ma realizzati con speciali vetri a bassa dispersione ottica, comunemente detti *vetri ED*. Un dop-

pietto costruito con vetro ED è progettato proprio per correggere l'aberrazione cromatica su tutto lo spettro del visibile. Questo porta a un netto miglioramento rispetto a un doppietto formato da lenti convenzionali. L'obbiettivo in vetro ED è considerato apocromatico, dal momento che è privo di aberrazione cromatica. Altri tipi di obiettivi APO possono essere formati da tre o quattro elementi, uno dei quali sarà certamente fatto di fluorite di calcio. Gli obiettivi APO, che siano fatti di due, tre o quattro elementi, sono esenti da aberrazione cromatica. Poiché un telescopio APO è privo di aberrazione cromatica, può essere prodotto con una lunghezza focale più corta rispetto al rifrattore acromatico standard, e questo permette di costruire telescopi più corti e trasportabili. Purtroppo, a causa dei costi di produzione delle lenti aggiuntive, un telescopio APO è uno strumento piuttosto costoso.

Fra i telescopi disponibili, un rifrattore è quello che si adatta meglio all'osservazione per proiezione. Il tubo chiuso di un rifrattore è l'ideale per minimizzare le correnti d'aria al proprio interno; inoltre lo strumento si presta meccanicamente bene al montaggio di uno schermo per la proiezione dell'oculare. Ancora, è opportuno prendere in considerazione i materiali che sono stati utilizzati nella costruzione del telescopio. Ad esempio, se il tubo portaoculari è di plastica o lo sono i diaframmi interni al tubo (come in alcuni strumenti recenti), esiste il pericolo che il calore del Sole possa danneggiare questi componenti. I telescopi più vecchi, o quelli più costosi, in genere, sono costruiti tutti in metallo e il loro uso è privo di rischi. Quindi, prima di usare la tecnica della proiezione dell'oculare, è vivamente consigliabile ispezionare accuratamente ogni telescopio, per verificare se i componenti che si trovano sul cammino ottico della radiazione sono deperibili per stress termico, o meno.

Per l'astronomo dilettante impegnato che osserva il Sole, il rifrattore è lo strumento ideale. Mancando l'ostruzione centrale tipica dei telescopi a specchio, a parità di diametro l'immagine mostrata da un rifrattore sarà più nitida e contrastata. Davanti all'obbiettivo di un rifrattore si può montare agevolmente un filtro solare a tutta apertura, creando così la situazione ottimale per un'osservazione sicura. Anche gli accessori per l'osservazione, come il micrometro filare o la macchina fotografica, possono essere collegati al rifrattore senza difficoltà, grazie all'ampia escursione della messa a fuoco tipica di questi strumenti. La scelta ideale sarebbe un rifrattore apocromatico di media lunghezza focale, con un diametro grande quanto lo permette il proprio *budget* disponibile. Un telescopio di media lunghezza focale può essere collocato su una robusta montatura equatoriale, e la lunghezza focale può essere aumentata, se necessario, con l'aggiunta di una lente di Barlow di qualità o di altre lenti amplificatrici. Dal punto di vista delle prestazioni, pochi telescopi sono in grado di tenere testa a un apocromatico per le immagini incredibilmente nitide e contrastate che può fornire. Se il costo di un APO è un problema, si può considerare un doppietto in vetro ED, oppure un acromatico tradizionale con una buona lunghezza focale.

Osservare il Sole per proiezione

La tecnica più antica, usata con successo per l'osservazione telescopica del Sole, è la proiezione dell'oculare. Un'interessante incisione, presente nel libro *Rosa Ursina sive Sol* scritto nel 1630 dal padre gesuita Christopher Scheiner, illustra un telescopio rifrattore usato per la proiezione solare. L'idea che sta alla base di questa tecnica consiste nel

puntare il telescopio verso il cielo, privo di filtro, e proiettare un'immagine del Sole su una superficie bianca e liscia, o su uno schermo posto a una certa distanza dietro l'oculare. Considerato che, con questa tecnica, la visione del Sole è indiretta, si tratta del metodo più sicuro disponibile. Se questa tecnica viene usata correttamente, non vi è alcun rischio di danni agli occhi a causa di fonti di calore, luminosità eccessiva o radiazioni invisibili. Tuttavia, bisogna essere sempre molto prudenti quando si ha a che fare con ragazzi o adulti disinformati, specialmente se lasciati soli con il telescopio rivolto verso il Sole. C'è sempre la possibilità che qualcuno, per curiosità, guardi attraverso il telescopio senza protezione! Non bisogna mai mettere una mano o un pezzo di stoffa nel fascio di luce che emerge dall'oculare di proiezione; se lo si fa, si rischia una bruciatura!

Un telescopio rifrattore o un newtoniano è particolarmente adatto per la proiezione solare. Tra i due, il rifrattore è lo strumento più auspicabile, per diversi motivi. Il primo, è che su un rifrattore lo schermo di proiezione si monta più facilmente; un secondo motivo è la migliore qualità del *seeing* che si può avere con un telescopio rifrattore. Ancora, le correnti d'aria presenti in un newtoniano esistono anche all'interno di un rifrattore, ma la maggior parte cessa quando la temperatura dell'aria all'interno del tubo del telescopio si stabilizza. Al contrario, in un newtoniano il tubo è aperto e l'aria è costantemente in movimento dentro e fuori il tubo, mescolandosi con l'aria esterna più fresca. Come già detto, un telescopio catadiottrico non dovrebbe *mai* essere utilizzato per la proiezione solare, a causa del rischio di danneggiare i componenti interni del telescopio con il calore del Sole (Figura 3.2).

Oltre ad essere una tecnica sicura, la proiezione solare ha l'ulteriore vantaggio di permettere le osservazioni di gruppo. Di solito, lo schermo di proiezione può essere posizionato in modo da mostrare l'intero disco del Sole, e gli osservatori possono essere disposti intorno allo schermo, in modo da avere una visione nitida della fotosfera. Per fini didattici, o per osservazioni episodiche dei dettagli solari in luce bianca, questa tecnica funziona splendidamente.

Per poter visualizzare chiaramente i dettagli fotosferici, è bene che la proiezione venga fatta su un cartoncino Bristol di colore bianco. La superficie dello schermo dovrebbe essere opaca (per evitare l'abbagliamento), e con dimensioni leggermente più grandi del disco proiettato del Sole. I pori e i dettagli di piccole dimensioni si possono perdere nella grana della carta: quindi è necessario usare una superficie molto liscia. La chiave del successo della proiezione solare consiste nel creare un ambiente ombreggiato che possa ospitare lo schermo di proiezione. Infatti, i riflessi di luce solare che cadono su un'immagine proiettata hanno la tendenza a cancellare tutti i dettagli, tranne quelli più grossolani. Il contrasto dell'immagine migliora sensibilmente se si crea un'ombra che protegga la superficie di proiezione. Nel corso degli anni, i dilettanti hanno sviluppato diverse strategie per creare un ombra: si va dalla cassa di legno all'osservazione dall'interno di un edificio. Spesso, per l'osservazione solare si utilizza ciò che viene chiamata una "piramide di Hossfield", dal nome del suo ideatore, Casper Hossfield, appartenente alla Divisione Sole dell'AAVSO. Questo dispositivo è semplicemente una scatola di forma piramidale, costruita con materiali leggeri, come legno o cartone. L'estremità più piccola della piramide è saldamente collegata all'oculare di proiezione, mentre lo schermo di proiezione è situato nella base della piramide. L'interno della scatola dovrebbe essere dipinto di nero, per evitare riflessi parassiti, e bisogna che una faccia della piramide resti aperta, per consentire la visione dello schermo di proiezione.

Quando si seleziona un oculare da utilizzare per la proiezione solare, si deve prestare molta attenzione. Infatti, l'intenso calore che si crea nel fuoco del telescopio potrebbe danneggiarlo irreparabilmente. L'elemento critico è il cemento ottico utilizzato per fissare le lenti fra loro che si può fondere, rovinando per sempre l'oculare. Naturalmente, se per la proiezione solare si usa un telescopio troppo grande, il calore raccolto potrebbe rompere il vetro della lente di campo dell'oculare.

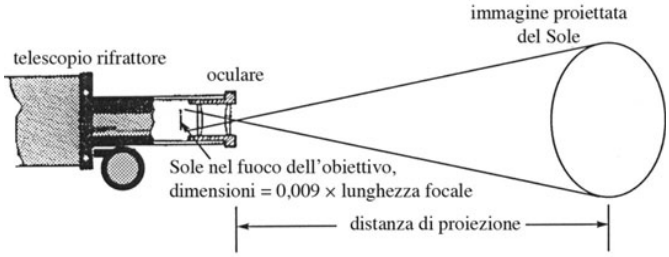

Figura 3.2 La teoria che sta dietro la tecnica della proiezione solare.

Per limitare questi rischi, per la proiezione solare è raccomandabile un diametro massimo dell'obbiettivo di circa 100 mm (4 pollici). Gli oculari ortoscopici, quelli che forniscono la migliore qualità dell'immagine proiettata, si possono utilizzare senza problemi a patto di usare piccoli telescopi (diametro inferiore a 80 mm). Per un osservatore dotato di un grande telescopio, è preferibile usare il classico oculare di Huygens o di Ramsden. Infatti, questi oculari, a differenza degli ortoscopici, sono entrambi non cementati perché sono formati da due lenti semplici. Poiché il campo del Ramsden è curvo, un Huygens si presta meglio alla proiezione solare. Gli oculari di Huygens e Ramsden sono disponibili, a basso prezzo, presso i rivenditori di telescopi, oppure si possono reperire nei negozi di ottica che si trovano su Internet. Bisogna acquistare solo oculari che abbiano sia il barilotto sia la cella delle lenti in metallo; gli oculari con le parti in plastica possono fondere se esposti al calore del Sole.

Un osservatore, per iniziare a osservare con il metodo della proiezione, deve prima di tutto decidere la dimensione che dovrà assumere l'immagine proiettata del Sole, e poi trovare l'oculare e la distanza dallo schermo necessari per ottenere quanto desiderato. Per avere un'idea della distanza necessaria si può tenere, con una mano, un foglio di cartoncino bianco o di cartone a una certa distanza dall'oculare, mettendo a fuoco con la mano libera. Se la distanza di proiezione diventa così grande da essere poco pratica, è necessario passare a un oculare di lunghezza focale più corta. Una volta trovata la distanza fra oculare e schermo in grado di fornire un'immagine del Sole con il diametro desiderato, bisogna prendere nota di questo valore. Va ricordato che il Sole non ha un diametro angolare fisso in cielo. Infatti, a causa dell'ellitticità dell'orbita terrestre, appare più grande nel mese di gennaio rispetto al mese di luglio. Quindi, a meno che non sia prevista la possibilità, in qualche modo, di variare la distanza tra l'oculare e lo schermo di proiezione, durante tutto l'anno il Sole sembrerà aumentare e diminuire di dimensioni. Per osservazioni episodiche o per il conteggio del numero delle macchie solari, questo non è un problema, ma per l'osservatore che voglia fare misure della posizione eliografica delle macchie, l'immagine proiettata del Sole deve avere una dimensione tendenzialmente costante (Figura 3.3).

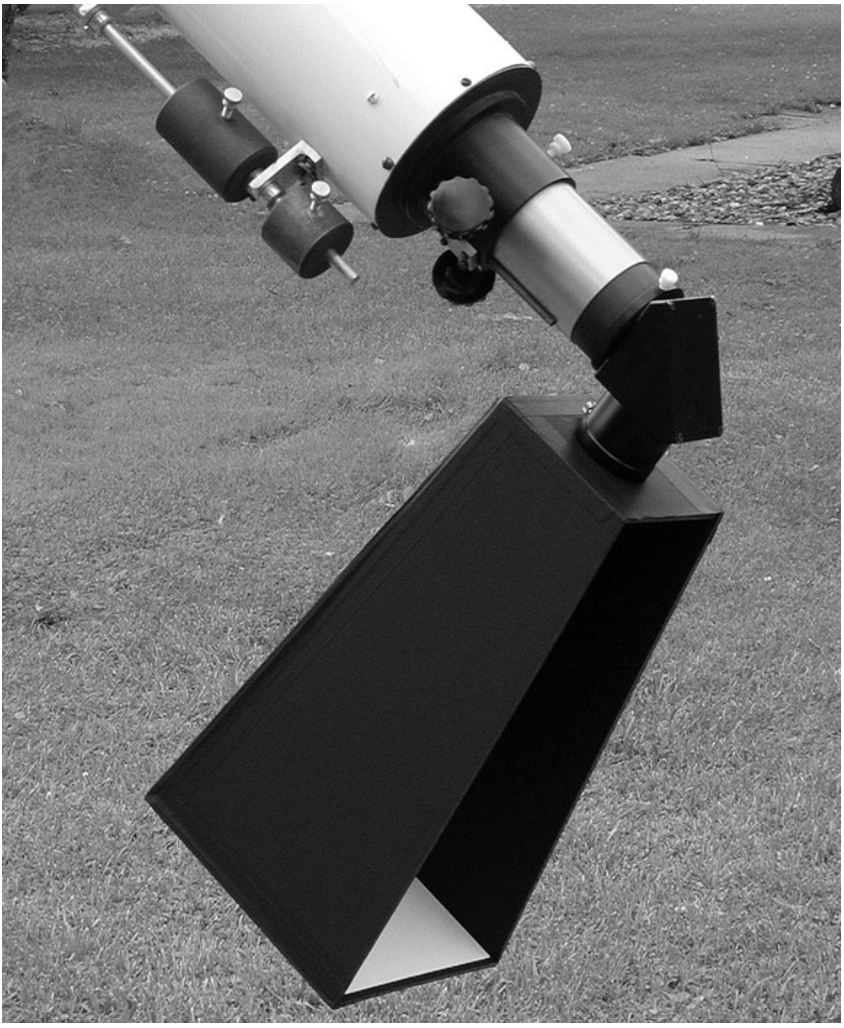

Figura 3.3 Una piramide di Hossfield, costruita con pannelli neri gommati, cartoncino bianco, adesivo a spruzzo e nastro adesivo.

Oltre al procedimento per tentativi ed errori appena discusso, la distanza approssimativa per la costruzione dello schermo di proiezione può essere ricavata anche matematicamente. Un'immagine proiettata del Sole avente un diametro di circa 150 mm è sufficiente per mostrare un quadro dettagliato e interessante della fotosfera. Con queste dimensioni sullo schermo, la luminosità dell'immagine proiettata del Sole sarà probabilmente a un livello accettabile anche per l'occhio. Ovviamente, con un qualsiasi telescopio, un'immagine proiettata piccola sarà più luminosa, mentre una più grande sarà più debole.

Vediamo come ricavare matematicamente la distanza di proiezione giusta. La prima cosa da fare consiste nel calcolare il diametro del Sole nel fuoco del telescopio. Un telescopio con una lunghezza focale breve produce un disco solare con un piccolo diametro, mentre uno strumento con la focale lunga ne produrrà uno più grande. Il valore del diametro medio annuale del Sole nel fuoco del telescopio può essere ottenuto moltiplicando la lunghezza focale dello strumento per 0,009, ovviamente utilizzando la stessa unità di misura. Per fare un esempio, prendiamo un telescopio con una tipica apertura di 102 mm e una lunghezza focale di 1500 mm. L'immagine virtuale del Sole nel fuoco di tale strumento avrà un diametro di 13,5 mm (1500 mm × 0,009 = 13,5 mm). Se si vuole che la dimensione del disco solare, sullo schermo di proiezione, sia pari a 150 mm, è necessario un fattore di ingrandimento di 11×, valore che si trova dividendo il diametro desiderato per il diametro del Sole virtuale (150/13,5 dà come risultato circa 11).

Molto probabilmente si avrà in mente di usare un oculare particolare per la proiezione. Ad esempio, può andare bene uno con una lunghezza focale compresa fra 12 e 28 mm. Una lunghezza focale più corta non mostrerebbe l'intero disco del Sole, mentre un oculare con una focale più lunga richiederebbe una distanza di proiezione eccessiva. Per il nostro esempio, scegliamo di usare un oculare con una lunghezza focale di 25 mm. Con l'ingrandimento che abbiamo calcolato per la proiezione (11×), e conoscendo la lunghezza focale dell'oculare di proiezione (25 mm), è sufficiente inserire questi dati nella formula che segue per avere subito la distanza di proiezione (cioè la separazione fra lo schermo e l'oculare):

distanza di proiezione = (ingrandimento + 1) × lunghezza focale oculare

Eseguendo i calcoli, si trova che la separazione fra l'oculare e lo schermo di proiezione, necessaria per ottenere un'immagine proiettata del Sole con un diametro di 150 mm, è di 300 mm.

Per finire, ecco alcuni suggerimenti aggiuntivi per gli amanti della proiezione solare. Bisogna compiere tutti gli sforzi possibili per fare in modo che lo schermo di proiezione si trovi all'ombra; l'uso di uno schermo ombreggiato porta a un aumento del contrasto dell'immagine.

Onde evitare spiacevoli incidenti, bisogna tenere d'occhio tutti coloro che possono inavvertitamente cercare di dare una "sbirciata" attraverso il telescopio. Inoltre, come con qualsiasi osservazione solare, bisogna rimuovere o tappare il cercatore per evitare incidenti. Bisogna tenere puliti e privi di polvere sia la superficie dello schermo di proiezione sia la lente di campo dell'oculare di proiezione, altrimenti potrebbero apparire "macchie solari" o "pori" che in realtà sono inesistenti. La normale *routine* osservativa dovrebbe includere anche un breve periodo di raffreddamento del telescopio, dirigendolo lontano dal Sole. Infine, una volta completata la sessione osservativa, bisogna lasciare raffreddare il telescopio prima di togliere l'oculare di proiezione altrimenti, prendendone in mano il barilotto metallico, c'è il rischio di scottarsi.

L'osservazione diretta

Anche se la proiezione è la tecnica meno costosa e il metodo più sicuro per osservare il Sole in luce bianca, con questa metodologia si possono perdere i dettagli più fini della

fotosfera. A questo si può rimediare con l'osservazione diretta attraverso il telescopio, il metodo di osservazione più popolare fra gli astronomi dilettanti.

Alcuni fra i primi osservatori telescopici del Sole sono stati sperimentatori coraggiosi, anche se piuttosto temerari. Infatti, puntavano il telescopio verso il Sole, quando era basso nel cielo o nascosto da sottili strati di nuvole. All'epoca, la radiazione infrarossa era sconosciuta, così come i danni che causa alla vista. Purtroppo, uno degli scienziati più importanti del periodo, Galileo, divenne cieco a partire dal 1640. Ci furono alcuni astronomi che fecero un precoce tentativo di diminuire la luminosità del Sole utilizzando i cosiddetti "vetri colorati" posti all'interno del telescopio, gli antichi precursori dei filtri moderni.

Le tecniche di osservazione solare non cambiarono molto fin verso la fine del XVIII secolo. In questo periodo, William Herschel prese una direzione leggermente diversa, utilizzando un newtoniano di 300 mm (12 pollici) di diametro, dotato di un filtro solare posizionato tra l'oculare e lo specchio diagonale. Questo unico filtro era costituito da un contenitore a tenuta, dotato di una finestra ottica in ingresso e una in uscita. Herschel riempiva questo contenitore con diversi liquidi colorati per filtrare e diminuire la luminosità del Sole osservato tramite il telescopio. Questo dispositivo per lui funzionava bene, ma pensate al calore presente nella posizione del filtro posto vicino all'oculare!

Nel corso del XIX secolo era molto in voga l'uso del "vetro affumicato", fabbricato tenendo un pezzo di vetro sulla fiamma di una candela, fino alla deposizione di uno strato di fuliggine. Per sigillare la fuliggine si collocava un altro pezzo di vetro sopra il primo e i due vetri venivano legati insieme con nastro adesivo. Per l'utilizzo, l'osservatore posizionava il *sandwich* di vetri tra l'occhio e l'oculare del telescopio, sperando di trovare un deposito fuligginoso sufficientemente denso da diminuire la luce del Sole. Naturalmente, per tutto il tempo dell'osservazione si rischiava la rottura dei vetri vicino all'occhio! Questi descritti sono stati tutti tentativi insicuri per osservare direttamente il Sole e non dovrebbero *mai* essere ripetuti.

Per fortuna, tutti questi sforzi sono stati cancellati dalla storia. Oggi, l'astronomo solare conosce bene quanto possa essere pericolosa l'osservazione solare e ha a sua disposizione tutta una serie di dispositivi commerciali sicuri da utilizzare con il proprio telescopio. L'osservazione diretta del Sole in luce bianca può essere fatta con fiducia in tutta sicurezza.

I filtri a tutta apertura

Per l'osservazione solare in luce bianca, la stragrande maggioranza degli astronomi dilettanti utilizza un filtro a tutta apertura da anteporre all'obbiettivo. Questi filtri sono costruiti in modo tale da assorbire oltre il 99,999% della luce del Sole prima che entri nel telescopio. Un filtro obbiettivo è sempre posto davanti all'obbiettivo del telescopio, in modo tale da filtrare efficacemente tutta la luce incidente. I principali vantaggi per l'osservatore che derivano dall'uso di un dispositivo di questo tipo, sono la capacità di mostrare anche i dettagli solari più fini, *seeing* permettendo, e di eliminare completamente il calore all'interno del telescopio.

In commercio, sono disponibili diversi tipi di filtri a tutta apertura. Vale a dire, ci sono caratteristiche che li differenziano l'uno dall'altro. Fra le caratteristiche più importanti, ci sono il tipo di substrato e il materiale utilizzato per il rigetto della luce solare.

Una parte significativa del costo di un filtro è determinata dalla scelta del substrato che, naturalmente, influisce anche sulle prestazioni ottiche. La densità ottica, cioè l'entità della diminuzione della luce del Sole, è un'altra caratteristica molto importante. La densità ottica misura l'attenuazione della luce che passa attraverso un filtro, espressa come potenza di 10. Per esempio, un filtro con densità ottica 5,0 corrisponde a una riduzione della luce solare di un fattore 10^5, cioè di 100mila volte. Alcuni filtri hanno una densità ottica inferiore, per renderli particolarmente adatti per l'uso fotografico; per le applicazioni visuali non sono da ritenersi sicuri. Di solito, un filtro per l'osservazione visuale ha un valore di densità ottica pari a 5,0 mentre la versione fotografica si ferma a 3,8-4,0. La trasmissione del colore è una caratteristica di ciascun filtro, e determina quali dettagli saranno meglio visibili. I filtri che trasmettono meglio verso l'estremità rossa dello spettro favoriranno la visione dei dettagli delle macchie solari; mentre quelli che trasmettono più verso il blu sono indicati per l'osservazione delle facole e della granulazione.

Ci sono vari tipi di substrato, disponibili sul mercato, che possono essere impiegati per la costruzione dei filtri. Fra quelli più diffusi ci sono le lastre di vetro o fogli sottili di mylar/alluminio. Per l'osservatore solare occasionale, non c'è un reale vantaggio a possedere l'uno o l'altro tipo; entrambi sono adatti per l'osservazione occasionale delle macchie solari o per seguire le fasi parziali di un'eclisse solare. Volendo, per osservazioni occasionali si potrebbe preferire il filtro in vetro, ma solo per la sua maggiore durata. Tuttavia, gli amatori con un interesse specifico per l'osservazione del Sole possono essere più selettivi nelle loro scelte.

Il filtro obbiettivo in vetro è disponibile sul mercato dell'astronomia amatoriale da diversi anni. Negli anni '60 del secolo scorso, la Optron Laboratory di Dayton, Ohio, ai possessori di telescopi di varie dimensioni offriva una vasta gamma di filtri in vetro di qualità. Nei primi anni '70, la Bausch & Lomb commercializzava una serie di filtri solari a tutta apertura prodotti dalla sua divisione Micro-Line. Al giorno d'oggi, esistono diversi produttori di filtri solari in vetro, in grado di soddisfare le esigenze di ogni astrofilo in possesso di un telescopio, commerciale o autocostruito che sia.

Per fare un filtro solare in vetro è necessario depositare su una lastra di vetro, in condizioni di vuoto, diversi strati sottili di nichel, acciaio inossidabile e cromo. A volte, come mezzo di filtraggio, si usano anche leghe come l'Inconel (composto di nichel-cromo). Indipendentemente dal materiale che si usa, l'obbiettivo finale è quello di bloccare la quantità di luce necessaria su tutto lo spettro, compresa la radiazione UV e IR. Per il dilettante, una buona regola da seguire è richiedere sempre dal produttore la garanzia che il prodotto rispetta le caratteristiche di sicurezza necessarie. In generale, un filtro di vetro ha una lunga durata ed è molto resistente.

Di solito il filtro, di vetro o mylar che sia, viene montato su un'elegante cella di alluminio che, a sua volta, si inserisce sopra l'obbiettivo del telescopio. L'aderenza al tubo del telescopio è garantita dalla presenza di spessori in feltro o da un insieme di viti in nylon che possono essere serrate. Quando si effettua un acquisto, è necessario conoscere l'esatto diametro del tubo del telescopio o quello della cella che contiene l'obbiettivo su cui si dovrà applicare il filtro solare. A meno che non vengano specificati esattamente la marca e il modello del telescopio, è sempre bene misurare e ordinare la cella del filtro in modo che sia di pochi millimetri più grande del diametro del tubo. In alcuni casi, si possono acquistare filtri privi di cella che potranno essere montati su una cella autocostruita. Se si è abili con il fai-da-te, non c'è nulla

che si possa sbagliare nel montaggio del proprio filtro solare e ciò può essere motivo di grande soddisfazione.

Quando si osserva attraverso un filtro di vetro, di solito il Sole appare di colore giallo-arancio. Si tratta di un vantaggio per coloro che hanno un particolare interesse negli studi delle macchie solari. Un filtro che trasmette principalmente in questa regione dello spettro aumenta il contrasto e migliora la visibilità dei dettagli nella penombra delle macchie solari. Altre caratteristiche della fotosfera, come le facole e la granulazione, tendono però ad essere attenuate. Con un filtro giallo-arancio, ci si può aspettare di vedere solo le facole più brillanti. Gli osservatori alla ricerca di un campo più ampio di possibilità osservative dovranno prendere in considerazione l'acquisto di un filtro solare in grado di trasmettere una più estesa gamma spettrale. Nei filtri di questo tipo, il colore del disco solare appare neutro o bianco.

Quando si colloca un filtro obbiettivo all'interno del cammino ottico di un telescopio, esso diventa parte integrante dello strumento. Di conseguenza, il modo in cui il filtro influisce sul fronte d'onda della luce che entra nell'occhio è un fattore critico per la sua scelta. Detta in un altro modo, più la qualità ottica di un filtro è alta, meno deve distorcere ciò che è visibile attraverso il telescopio. Infatti, un filtro solare in vetro di alta qualità deve essere otticamente piatto e con un deposito metallico uniforme. Entrambe le facce del filtro devono essere perfettamente parallele, o si può verificare quello che è noto come "effetto cuneo". Quando le facce non sono parallele, la lastra di vetro ha la sezione di un cuneo e questo fa sì che il filtro agisca come un prisma, creando un'aberrazione cromatica simile a quella introdotta dalla rifrazione atmosferica. Le due facce di un filtro in vetro devono anche essere piatte ed estremamente lisce per evitare di deformare il fronte d'onda entrante. In una situazione ideale, le due superfici devono avere almeno la stessa qualità ottica del resto dei componenti del telescopio.

Bisogna sempre ricordare che la *performance* di un telescopio sarà tanto buona quanto è consentito dalla qualità ottica del componente di più scarsa qualità. Se si considera l'effetto del *seeing*, una distorsione introdotta dal filtro non sempre è evidente all'occhio, in particolare quando si usa un basso ingrandimento, come nel caso della visualizzazione dell'intero disco solare. Le cattive condizioni del *seeing* possono mascherare regolarmente gli effetti di un filtro solare di scarsa qualità. Il problema emerge quando si aumenta l'ingrandimento, come nel caso dell'osservazione dei dettagli in una macchia solare con l'atmosfera stabile. È qui che l'effetto di un filtro di scarsa qualità diventa palese. La granulazione non sarà evidente, i pori saranno sbiaditi e i sottili filamenti della penombra, che dovrebbero essere visibili, finiranno al di là della risoluzione del telescopio. Questi sono tutti risultati dell'osservazione con un filtro di scarsa qualità ottica.

Dal momento che una lastra otticamente piana è difficile e costosa da produrre, il prezzo di un buon filtro solare in vetro aumenta drasticamente al crescere della dimensione. Naturalmente, si può ripiegare su dimensioni ridotte rispetto alla piena apertura (come nel caso dei filtri fuori asse), ma il costo inferiore si ottiene al prezzo di una risoluzione più bassa. Per la verità, ci sono produttori di filtri in vetro poco costosi che usano lastre di vetro *float*, cioè fabbricate con la metodologia messa a punto da Sir Alastair Pilkington (Gran Bretagna) alla fine degli anni '50 del secolo scorso. *Float* in inglese significa "galleggiare": a un certo punto del processo produttivo, il nastro di vetro in formazione si trova infatti a galleggiare su uno strato di stagno fuso (liquido). Più del 90% del vetro prodotto a livello mondiale è ottenuto con il metodo *float*. In sostanza, si tratta

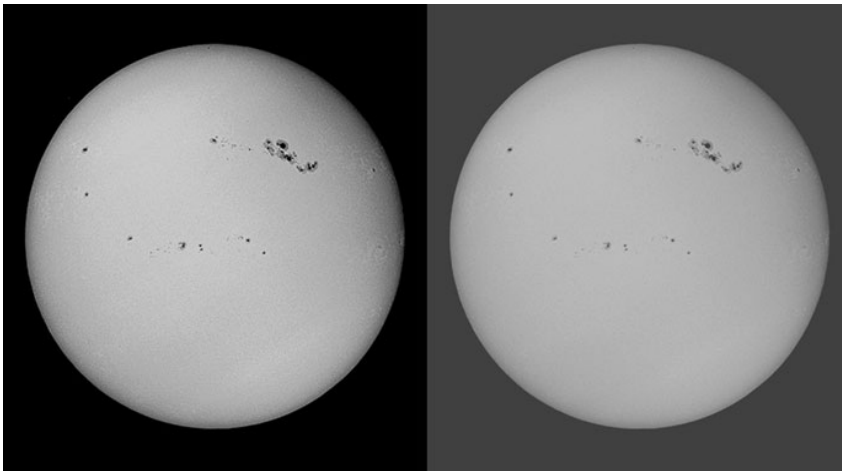

Figura 3.4 Gli effetti di un'eccessiva diffusione della luce all'interno del telescopio sono evidenti in queste due immagini. La foto a sinistra mostra una diffusione minima, con un fondo cielo scuro e dettagli contrastati sul disco solare. Il Sole sulla destra è visto attraverso un filtro che contribuisce alla diffusione della luce. Immagini di Jamey Jenkins.

di vetri industriali che, spesso, non vengono lavorati per rispettare gli standard ottici richiesti per la costruzione di un buon filtro solare, quindi le loro prestazioni possono deludere l'osservatore solare impegnato, specie quando si tratta di compiere osservazioni in alta risoluzione. A causa del tempo e dei costi legati alla produzione di un filtro di vetro di qualità ottica, il costo di questi filtri, di solito, è già un buon indicatore delle loro prestazioni.

Nei primi anni '70 del secolo scorso un astrofilo, Roger Tuthill, sperimentò l'uso di un nuovo materiale per la costruzione di un filtro solare. Il suo prodotto, chiamato Solar Skreen, utilizza due strati alluminati di mylar di qualità ottica della Dupont, ciascuno con uno spessore molte volte inferiore a quello di un capello umano. Questi filtri sono così sottili che i difetti ottici in grado di degradare le immagini sono ridotti al minimo, consentendo così di compiere osservazioni di qualità. Il Solar Skreen trasmette in gran parte la radiazione che si trova verso la regione blu dello spettro visibile, dando al Sole una pallida colorazione bianco-azzurra. Anche se alcuni osservatori trovano che questo colore sia esteticamente sgradevole, si ha un notevole aumento del contrasto di facole e granulazione. Inoltre, questo sbilanciamento verso il blu fa sì che sia più facile individuare un *flare* in luce bianca. D'altra parte, un filtro Solar Skreen contribuisce alla diffusione della luce all'interno del telescopio, fenomeno che viene ulteriormente rafforzato dalla diffusione atmosferica della luce blu. Visto attraverso un telescopio dotato di uno di questi filtri, il fondo cielo attorno al disco solare può apparire più brillante del previsto. Questo effetto di diffusione del fondo cielo può essere attenuato usando, in combinazione con un filtro Solar Skreen posto davanti all'obbiettivo del telescopio, un filtro Wratten n. 21 (di colore arancione), da avvitare all'oculare (Figura 3.4). Come i filtri di vetro, anche i filtri solari in mylar sono disponibili presso diversi produttori. Anche qui devono essere soddisfatte norme ben specifiche per la fabbricazione

del mylar, altrimenti si avranno prestazioni otticamente scarse. Il mylar deve essere di tipo ottico, di densità e spessore uniformi, con un rivestimento in alluminio in grado di bloccare la radiazione del Sole, dall'ultravioletto all'infrarosso. Il costo di un filtro in mylar è molto inferiore rispetto a quello di un equivalente filtro in vetro, e questo apre le porte dell'osservazione solare diretta anche agli astrofili che abbiano un *budget* limitato.

Verso la fine degli anni '90, fu immesso sul mercato amatoriale un nuovo materiale per filtri solari, costruito dalla Baader Planetarium (Germania). Commercializzato come Baader AstroSolar™, questo prodotto ha dimostrato di possedere ottime proprietà ottiche, con una banda di trasmissione che lo rende adatto per tutta una serie di progetti di osservazione solare. Anche se non si tratta di vero e proprio mylar, in apparenza gli è molto simile. Il substrato svolge quasi le stesse funzioni di una vera finestra ottica, mentre il risparmio sul costo del filtro, rispetto a una lamina di vetro di alta qualità, è veramente astronomico. Il filtro solare della Baader è composto da un'unica pellicola, trattata su entrambi i lati, in grado di trasmettere la luce in modo neutro; cioè il Sole, visto attraverso di esso, appare di colore bianco. Abbinando al filtro Baader un filtro colorato da avvitare all'oculare, meglio se a banda stretta, si aumenta il contrasto dei dettagli più chiari della fotosfera. Inoltre, rispetto ai filtri in mylar, la diffusione della luce all'interno del telescopio diminuisce notevolmente.

Il filtro Baader AstroSolar™ è, senza dubbio, uno dei nuovi prodotti che hanno avuto più successo nel campo dell'osservazione solare. Essendo formato da una pellicola sottile, si può danneggiare se trattato con negligenza, anche se il substrato e il suo rivestimento sono più durevoli e resistenti rispetto ai filtri di mylar alluminato. Considerato il tutto, un filtro solare Baader è forse il miglior filtro obbiettivo utilizzabile per l'osservazione solare diretta che un astronomo dilettante abbia a disposizione.

Come abbiamo visto, ci sono diversi fattori che devono essere presi in considerazione quando si seleziona un filtro solare a tutta apertura. Questi fattori vanno da quali dettagli si sceglie di osservare a quanti sono i fondi a disposizione. La regola da seguire quando si effettua l'acquisto di un filtro è questa: garantirsi il filtro della migliore qualità che ci si può permettere. È perfettamente inutile abbinare un filtro obbiettivo di scarsa qualità, che provoca una distorsione delle immagini, a un ottimo telescopio. Probabilmente, il miglior modo per diventare consapevoli dell'importanza della qualità consiste nel discutere con altri dilettanti dei filtri che hanno utilizzato in passato o che stanno usando attualmente. Si può anche prendere in prestito un filtro per un certo tempo, per "provarlo" direttamente sul telescopio, così da avere un'idea precisa dell'utilità o meno di un prodotto. Infine, non va trascurata la lettura delle recensioni postate da altri dilettanti sui diversi forum che popolano il Web e sui *newsgroup* dedicati. In questo modo si potrà fare la propria scelta, sapendo esattamente che cosa aspettarsi dal filtro obbiettivo che si è acquistato (Figura 3.5).

Dopo aver acquistato il nuovo filtro, prima di rivolgerlo verso il Sole bisogna eseguire alcuni test preliminari. Si può iniziare interponendo il filtro tra gli occhi e una lampadina con una potenza di 100-150 W. In questo modo, si può andare alla ricerca di eventuali forellini o difetti nel rivestimento del filtro. Se presenti, queste imperfezioni permetteranno alla luce non filtrata del Sole di entrare nel telescopio, con un conseguente possibile danno per l'occhio. Non bisogna assolutamente utilizzare un filtro che presenti troppi forellini, graffi o regioni che mostrino una variazione di densità del trattamento filtrante. I piccoli forellini, senza fare alcun danno, possono essere tappati usando un marcatore Sharpie opaco o della vernice nera sul lato interno del filtro.

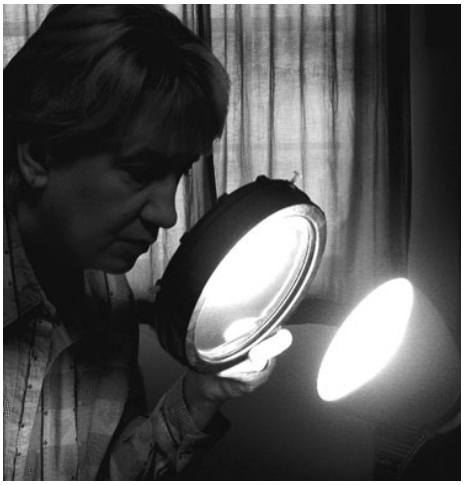

Figura 3.5 Prima di montare un filtro solare a tutta apertura sul telescopio, bisogna sempre verificare che non siano presenti difetti come forellini, graffi o un trattamento filtrante non uniforme.

Se la superficie del filtro obbiettivo appare in ordine, non resta che montarlo davanti all'obbiettivo del telescopio. Un filtro deve essere montato in modo tale che non possa essere accidentalmente fatto cadere dal telescopio. Se esiste anche una piccola probabilità di un incidente di questo tipo, è bene usare del nastro adesivo per fissare il filtro nella sua posizione. Una volta che il filtro è stato collegato, bisogna puntare il telescopio verso il Sole. A questo scopo, come guida per il puntamento, si può utilizzare sia l'ombra del telescopio proiettata a terra sia un apposito "cercatore solare".

I test successivi devono essere eseguiti di giorno, con un buon *seeing* e in condizioni di trasparenza da buona a eccellente. Utilizzando un oculare a basso ingrandimento, che mostri l'intero disco solare, bisogna vedere la quantità di luce diffusa che circonda il Sole. Se il cielo è azzurro, con poca luce diffusa quando si occulta il disco solare dietro il pollice a braccio teso, ma è presente una notevole quantità di luce diffusa che circonda il disco solare se visto attraverso il telescopio, è probabile che il filtro introduca un eccesso di diffusione della radiazione. Ciò potrebbe essere dovuto a un difetto del filtro o potrebbe essere una caratteristica intrinseca del filtro, in particolare se si tratta di mylar. Proseguiamo con il test. Mettiamo un oculare con un ingrandimento superiore e portiamo al centro del campo di vista una piccola macchia solare. Spostando lentamente l'oculare da una posizione intra a una extra focale bisogna fare attenzione se la macchia sembra cambiare forma. In una situazione ideale, la macchia si deve comportare in modo simmetrico rispetto al fuoco, cioè mantenere la sua rotondità. Se, al contrario, la macchia diventa elongata in una certa posizione rispetto al fuoco e subisce un allungamento ortogonale quando si trova nella posizione opposta, questo indica la presenza di astigmatismo. Questo difetto sarà visibile solo quando si usa un filtro di vetro e indica o che il filtro è di scarsa qualità ottica oppure che è troppo stretto nella sua cella. Per avere la

sicurezza che sia colpa del filtro e non del telescopio, bisogna effettuare la stessa prova, di sera, su una stella, naturalmente con lo stesso oculare e senza filtro solare. Se si trova che il telescopio è privo di astigmatismo, allora è il filtro il vero colpevole e bisogna cambiarlo (o farselo sostituire in garanzia).

Quando non sono in uso, i filtri a tutta apertura devono essere conservati in una scatola asciutta e priva di polvere. È possibile utilizzare una scatola di cartone, ma si possono impiegare anche contenitori in materiale plastico con il relativo coperchio, come quelli che si adoperano in cucina per la conservazione dei cibi. Se la pulizia del filtro diventa necessaria, e prima o poi bisogna farla, si può iniziare il processo usando un batuffolo di cotone per asportare, con la massima delicatezza, polvere o sporcizia; in alternativa, si può usare una spazzola soffiante o una bomboletta di aria compressa. Se questo non funziona, un filtro di vetro può essere pulito delicatamente con una soluzione detergente per lenti e un panno morbido o un batuffolo di cotone. Il Baader AstroSolar™ può essere pulito allo stesso modo, usando un detergente delicato e acqua distillata. Bisogna sempre prestare molta attenzione a non danneggiare il rivestimento e, prima di rimettere il filtro in servizio, bisogna controllare l'eventuale presenza di forellini e graffi. Il trattamento dei filtri in mylar è particolarmente delicato, quindi è meglio fare pulizia usando solo una spazzola morbida o l'aria compressa.

Diversi produttori di filtri solari a tutta apertura forniscono anche filtri dotati di uno strato di rigetto più sottile; naturalmente questo aumenta la quantità di luce che può essere trasmessa. Per l'osservazione visuale diretta questi filtri non sono sicuri, ma sono l'ideale per uso fotografico. Infatti, l'aumento della luce trasmessa consente al fotografo di usare la macchina fotografica con un tempo di esposizione minore, in modo da "congelare" in modo efficace le turbolenze del *seeing* e limitare così la "sfocatura atmosferica" della foto. Considerata l'abbondanza di luce che proviene da un filtro fotografico, si può anche aggiungere un filtro Wratten o interferenziale per aumentare il contrasto dei dettagli fotosferici. Per la fotografia solare con un filtro obbiettivo di densità fotografica, l'utilizzo di una fotocamera elettronica dotata di schermo LCD è il metodo più sicuro e utilizzato dagli astrofili.

Il prisma di Herschel

Prima dell'introduzione del filtro a tutta apertura, per l'osservazione solare molti astrofili utilizzavano un prisma di vetro ad angolo acuto. Questo dispositivo era un pezzo piuttosto importante nella collezione di accessori dell'osservatore solare. Noto anche come *diagonale solare*, il nome comune di questo accessorio è *prisma di Herschel*. Nei primi anni del XIX secolo, John Herschel, figlio di William, perfezionò la tecnica per l'osservazione solare adottata dal padre utilizzando un prisma di vetro per riflettere circa il 5% della luce solare in arrivo verso l'oculare del telescopio. Visto che una riduzione del 95% della radiazione è ancora troppo poca cosa al fine di ridurre la luce fino al livello di sicurezza, veniva interposto un filtro secondario tra il prisma e l'oculare.

Questa tecnica funzionava bene perché l'unica luce riflessa verso l'oculare proveniva dalla superficie frontale del prisma. Solo una piccola porzione della luce e del calore solare viene assorbita all'interno del prisma, tutto il restante 90-95% vi

Figura 3.6 Il prisma di Herschel della Baader Planetarium. I filtri a densità neutra vengono forniti per attenuare la luminosità trasmessa dal prisma, ancora eccessiva per la vista. Immagine di Eric Roel.

passa attraverso e fuoriesce dal lato posteriore. Non si hanno riflessioni secondarie nell'oculare, perché l'angolo acuto del prisma (10°) impedisce il verificarsi di immagini fantasma.

Il telescopio newtoniano può essere adattato per l'uso con un prisma di Herschel, mettendo quest'ultimo al posto dello specchio diagonale, ma ci possono essere alcune difficoltà. Dato che il 95% della luce e del calore del Sole viene liberato dalla parte posteriore del prisma, ci possono essere riflessioni indesiderate nel tubo del telescopio, e all'interno del newtoniano si possono creare bolle d'aria riscaldata che potrebbero peggiorare il *seeing* locale. Un prisma di Herschel su un catadiottrico è fuori discussione per lo stesso motivo per cui quel tipo di telescopio non è idoneo per la proiezione solare – ci potrebbero essere danni interni dovuti al calore solare. Al contrario, i telescopi rifrattori sono ideali per l'utilizzo con un prisma di Herschel (Figura 3.6).

Ci sono diversi produttori che fabbricano prismi di Herschel per l'osservazione visuale del Sole con telescopi amatoriali: questi strumenti vengono commercializzati dalla Baader Planetarium e dalla Intes, che sono i distributori più noti. Entrambi i prodotti sono offerti in un *kit* che comprende filtri a densità neutra (ND) che, quando si osserva il Sole, devono assolutamente essere utilizzati insieme al prisma di Herschel. Dal momento che il prisma è ospitato all'interno di un diagonale a stella, ed è posizionato in modo tale da trovarsi al cosiddetto "angolo di polarizzazione di Brewster", la luminosità dell'immagine può essere modificata con l'aggiunta di un unico filtro polarizzatore collocato tra l'oculare e il prisma. Inoltre, alcuni amatori, come ulteriore sicurezza, scelgono di inserire un filtro per l'assorbimento dell'IR. Va ricordato, ancora una volta, che per l'uso di questi accessori bisogna sempre seguire le specifiche del costruttore.

L'osservazione del Sole in luce bianca attraverso il prisma di Herschel fornisce una visione priva di colori dominanti. Il Sole appare nitido e contrastato e, nelle giornate trasparenti, il fondo cielo è perfettamente nero. Alcuni dei prodotti appena citati possono essere utilizzati con rifrattori fino a 180 mm di diametro e per lunghi periodi, senza pericoli di danni al prisma a causa del calore solare.

Tuttavia, durante l'osservazione di *routine*, è raccomandabile osservare un regolare periodo di raffreddamento del prisma, soprattutto se è in corso una lunga sessione osservativa. Questo si può fare puntando, di tanto in tanto, il telescopio lontano dal Sole per 5-10 minuti.

Visto che il 95% dell'energia proveniente dal Sole viene espulsa attraverso il lato posteriore del prisma di Herschel, bisogna adottare tutte le cautele possibili per evitare che il fascio di radiazione solare colpisca occhi, dita ecc. I prodotti commerciali citati sopra adottano un sistema efficace per dissipare luce e calore, e questo impedisce il verificarsi di danni o addirittura la combustione accidentale. Alcuni diagonali autocostruiti sono racchiusi in una scatola metallica, con fori di ventilazione vicino alla parte posteriore. Queste scatole potrebbero diventare molto calde al tatto, quindi bisogna fare attenzione, specie nel caso di mancanza di un sistema di ventilazione adeguato.

Utilizzo di filtri supplementari

Spesso gli osservatori solari, per migliorare il contrasto e la visibilità dei dettagli in luce bianca, in abbinamento al filtro solare a tutta apertura utilizzano un filtro di vetro colorato da avvitare all'oculare. In precedenza, abbiamo detto che un filtro di vetro a tutta apertura che trasmette principalmente nella regione giallo/arancio dello spettro è adatto per gli studi delle macchie solari, mentre un filtro in mylar, che trasmette meglio nella regione blu, è più adatto per l'osservazione di facole e granulazione. Aggiungendo un filtro di vetro colorato a uno di questi filtri a tutta apertura, si rafforza l'effetto di selezione, restringendo ulteriormente la larghezza della banda di luce trasmessa all'occhio. Tuttavia, bisogna ricordare che **nessun filtro da avvitare all'oculare può mai essere usato da solo per l'osservazione solare: deve essere utilizzato solo in combinazione con un filtro solare a tutta apertura.**

I filtri in vetro da avvitare all'oculare sono disponibili in un'ampia varietà di tonalità e sfumature. Il sistema standard per la catalogazione di un filtro di questo tipo è il *numero di Wratten*. Introdotto nel XX secolo da Frederick Wratten, uno specialista inglese di riprese fotografiche, il filtro Wratten fu inizialmente utilizzato per effettuare fotografie in una specifica banda colorata, usando le pellicole pancromatiche di recente invenzione. Il sistema di identificazione di un filtro Wratten è universale, nel senso che le caratteristiche ottiche di filtri con lo stesso numero di Wratten, ancorché di produttori diversi, sono pressoché identiche. I filtri più comunemente disponibili sono il n. 11 (giallo-verde), il n. 21 (arancione), il n. 25 (rosso) e il n. 56 (verde). La maggior parte dei produttori di oculari forniscono anche i relativi filtri Wratten. In campo amatoriale, ci sono solo due diametri standard per oculari e filtri: quello da 1 pollice e 1/4 (31,8 mm) e quello da 2 pollici (50,8 mm). Naturalmente, ciascun oculare/filtro può entrare solo in un focheggiatore, del diametro opportuno. Se si utilizza un barilotto da 2 pollici, il filtro standard da 48 mm

delle fotocamere può essere usato come un filtro da avvitare all'oculare. Infatti, in quasi tutti i casi, i filtri di vetro colorato si avvitano senza difficoltà al barilotto dell'oculare.

Un semplice filtro di vetro funziona grazie all'assorbimento della radiazione. La luce che passa attraverso il vetro è formata da tutte le lunghezze d'onda, dal blu al rosso dello spettro visibile. Alcune lunghezze d'onda sono assorbite dalla materia che compone il filtro, mentre altre passano indisturbate. Oltre a ridurre la quantità totale di luce trasmessa, di solito più un filtro è denso, o scuro, maggiore è l'assorbimento; un filtro è caratterizzato dalla frequenza di *cut-off* (cioè di taglio) oppure dal coefficiente di trasmissione intorno a un picco di particolare lunghezza d'onda. I limiti delle lunghezze d'onda che passano ancora attraverso il picco di trasmissione del filtro definiscono quella che è detta *larghezza di banda*. Un filtro di assorbimento è un dispositivo a banda larga, con un'ampiezza di diverse centinaia di angstrom (1 Å = 0,1 nm), o anche più. Un filtro d'assorbimento non è stato costruito per mostrare dettagli monocromatici, come le protuberanze o i *flare*; ciò che può fare è semplicemente migliorare la visibilità dei dettagli a basso contrasto in luce bianca.

Per studi puramente visuali, è meglio utilizzare i filtri più chiari, cioè quelli meno densi. Le tonalità più dense, anche se sono più efficaci, in particolare per la fotografia, possono essere troppo scure per l'occhio, rendendo difficile l'osservazione. La Tabella 3.1 elenca i filtri Wratten normalmente utilizzati per l'osservazione del Sole in luce bianca, e specifica come influenzano l'aspetto della fotosfera. Anche se alcuni filtri funzionano particolarmente bene quando sono accoppiati con filtri di rigetto riguardanti la parte rossa o blu dello spettro, sono tutti adatti, specie se sono abbinati a un filtro a tutta apertura che faccia apparire il Sole di un colore neutro o bianco.

Un filtro rosso come il Wratten n. 25 scurisce l'ombra delle macchie solari, facendole risaltare contro il disco solare. Per un osservatore interessato al conteggio statistico delle macchie, si tratta di uno strumento molto utile, specialmente per l'individuazione di piccole macchie staccate dalla macchia principale o delle macchie nella fase iniziale del loro sviluppo, cioè quando sono allo stadio di semplici pori. Un filtro rosso aumenta anche il contrasto all'interno della penombra di una macchia solare. I dettagli che compaiono all'interno della struttura filamentosa della penombra ne vengono esaltati, rendendo queste caratteristiche molto più evidenti.

La visione di altri dettagli, come la granulazione o le facole fotosferiche, migliora sensibilmente utilizzando un filtro verde. Un filtro Wratten n. 56 o n. 58 schiarisce le facole vicino al lembo, mentre scurisce la fotosfera circostante. Anche la visione dei granuli viene migliorata, ma rimangono dettagli ancora difficili da individuare se il *seeing* non è più che buono. A meno siano insolitamente intense, le facole non sono visibili quando si trovano in prossimità del centro del disco solare. La maggior parte delle facole sono visibili presso il lembo solare, di solito nelle regioni dove si trovano le macchie solari. Un filtro blu scuro, come il Wratten n. 47, è molto utile per la visione delle facole vicino al centro del disco solare. Un n. 47, in combinazione con un filtro a tutta apertura, crea un Sole di colore viola scuro. Purtroppo, a mano a mano che l'occhio invecchia, diventa sempre meno sensibile a questa parte dello spettro e, per gli adulti le difficoltà dell'osservazione del Sole in luce viola aumentano progressivamente. Non c'è da sorprendersi se i dettagli in questa regione dello spettro si possono fotografare più facilmente di quanto si possano osservare visualmente.

L'uso di un filtro a banda larga permette all'osservatore di avere maggiori probabi-

lità di raggiungere la risoluzione di 1 secondo d'arco al telescopio. Per capire questa affermazione basta ricordare che la rifrazione atmosferica differenziale diventa maggiore di 1 secondo d'arco quando si osserva a oltre 25° dallo zenit. Un filtro a banda larga, una volta inserito nel telescopio, elimina ogni ulteriore colore derivante dalla rifrazione atmosferica. Naturalmente, quando per questo compito viene usato un filtro a banda stretta, la correzione è ancora più efficace.

Mentre un filtro a banda larga trasmette un'ampia porzione dello spettro solare, generalmente superiore a diverse decine di nanometri (nm), un filtro a banda stretta trasmette solo una "fetta" sottile dello spettro.

Tabella 3.1. Filtri colorati utilizzabili per l'osservazione solare.

Colore	Filtro Wratten	Applicazione
rosso scuro rosso rosso chiaro arancione	29 25A 23A 21	I filtri rossi e arancione aumentano il contrasto di *spot* e di strutture radiali nella penombra delle macchie solari.
giallo	11	Il filtro giallo è utile per abbattere l'aberrazione cromatica.
verde chiaro verde verde scuro	56 58 61	I filtri verdi aumentano la visibilità della granulazione e delle facole.
blu	47	Il filtro blu contribuisce ad aumentare la visibilità delle facole quando sono lontane dal bordo solare.

Per lo più, un filtro a banda stretta è utilizzato per l'osservazione monocromatica; monocromatica significa, letteralmente, che si sta raccogliendo luce di un solo colore. Considerato che è in grado di mostrare le protuberanze e l'attività a livello della cromosfera, un filtro a banda stretta deve essere necessariamente molto selettivo nella trasmissione della luce. Questi filtri selezionano la banda passante sfruttando l'interferenza della luce e, di solito, sono costruiti in modo tale da trasmettere la luce proprio nella regione dello spettro dove il dettaglio monocromatico è più brillante, cioè dove si trova la sua emissione caratteristica. La larghezza di banda di un filtro a banda stretta può essere pari o inferiore a 0,1 nm.

Fra i due estremi dei filtri a banda larga e a banda stretta, c'è una classe di filtri intermedi, che funzionano sempre sfruttando l'interferenza della luce (come i filtri a banda stretta), ma che hanno una larghezza di banda compresa fra 1 e 10 nm. Anche se non sono abbastanza selettivi per consentire l'osservazione della cromosfera, questa classe di filtri è particolarmente efficace nell'aumentare il contrasto dei dettagli fotosferici e, anche se in misura limitata, permette l'osservazione dell'attività solare nella riga K del calcio, immediatamente sopra la fotosfera.

La Baader Planetarium ha in catalogo filtri interferenziali a banda larga per l'osservazione solare: infatti commercializza sia il filtro Continuo, sia il filtro Riga K del Calcio. Il termine "Continuo" di solito viene utilizzato per indicare la combinazione di tutti i colori emessi da un oggetto. Nel caso del Sole, indica una visione analoga a quella in luce bianca. Il filtro solare Baader Continuo ha una banda passante di 10 nm, attorno alla lunghezza d'onda di 540 nm nella regione verde dello spettro solare. La Coronado distribuisce un filtro simile, da avvitare all'oculare, il Fe XIV, con una banda passante

centrata nei pressi dei 530 nm. Questi filtri sono efficaci per l'osservazione della fotosfera a causa della presenza di una riga d'emissione facolare vicino a questa lunghezza d'onda. Molti produttori di filtri ottici hanno disponibili filtri di diverse bande passanti centrate a varie lunghezze d'onda. Un filtro verde, con una banda passante centrata nei pressi dei 520-540 nm di lunghezza d'onda e con una larghezza di banda pari o inferiore a 10 nm, funziona particolarmente bene per l'osservazione dei dettagli menzionati in precedenza. La differenza tra un filtro commerciale da avvitare all'oculare e un filtro ottenuto direttamente dal produttore sta nella mancanza, in quest'ultimo, di un supporto filettato per il collegamento all'oculare. Tuttavia, a questo si può rimediare facilmente se si può recuperare il supporto filettato di un vecchio filtro a cui adattare il filtro passa-banda acquistato direttamente dal produttore.

Il filtro Baader Riga K del Calcio ha una larghezza di banda relativamente ampia, circa 8 nm, centrata attorno ai 395 nm, per aumentare il contrasto dei dettagli che emettono nella riga K del calcio. Questo filtro è raccomandato solo per uso fotografico, perché si rischia di esporre gli occhi a una dose elevata di radiazione UV; in pratica, una volta accoppiato alla versione fotografica del filtro a tutta apertura della Baader, può essere utilizzato solo per la ripresa di immagini con dispositivi digitali, come *webcam*, videocamere e macchine fotografiche.

Un altro filtro interessante potrebbe essere quello che trasmette la luce della cosiddetta *banda-G*, che si trova nella parte blu dello spettro solare. La banda-G contiene diverse righe spettrali attorno a 430,5 nm, che si mostrano in emissione durante un *flare*. Se usato fotograficamente, o con altri mezzi di osservazione video, un filtro con una banda passante pari o inferiore a 10 nm, centrata nei pressi della banda-G, aumenterà la probabilità che un osservatore individui brillamenti nel continuo solare. Fra l'altro, questi *flare* in luce bianca, come discusso più avanti in questo libro, sono fenomeni relativamente rari: quindi, si tratta sicuramente di eventi caratterizzati da una grande emissione energetica.

I telescopi dedicati

Un telescopio costruito appositamente per osservare il Sole in luce bianca è uno strumento specializzato su un campo specifico che possiede caratteristiche limitanti per altri settori dell'astronomia. Anche se questo può sembrare un serio ostacolo per l'astronomo dilettante "medio", un telescopio di questo tipo, quando viene utilizzato per l'osservazione solare, fornisce prestazioni nettamente superiori rispetto agli strumenti "universali".

Sul mercato sono disponibili alcuni telescopi commerciali, esplicitamente destinati all'osservazione del Sole in luce bianca. Questi strumenti si distinguono dalla linea dei telescopi standard perché hanno gli obiettivi (si tratta di rifrattori) trattati con le stesse leghe metalliche usate per la fabbricazione dei filtri in vetro a tutta apertura. Trasformare l'obbiettivo a lenti di un telescopio in un filtro solare è un modo per garantire l'assoluta sicurezza dell'osservatore; infatti, un filtro di questo tipo non potrà mai cadere accidentalmente, come può succedere per uno a tutta apertura applicato davanti all'obbiettivo. Inoltre, si ha anche un ulteriore beneficio: eliminando il vetro esterno o il substrato di mylar del filtro a tutta apertura, si elimina dal cammino ottico della radiazione una possibile sorgente di distorsione del fronte d'onda proveniente dal Sole.

Come si osserva il Sole

Un telescopio dedicato è utile per dare un rapido sguardo all'attività solare, per la visualizzazione delle fasi parziali di un'eclisse solare o per l'osservatore interessato a studi statistici, come ad esempio il classico conteggio delle macchie solari. Un limite degli strumenti commerciali dedicati è la piccola apertura, e questo condiziona la risoluzione delle immagini. In generale, questi telescopi hanno un obbiettivo con un diametro pari o inferiore a 102 mm, un valore troppo scarso per poter raggiungere la risoluzione desiderata di 1 secondo d'arco sul disco solare. Inoltre, il rivestimento metallico che ricopre l'obbiettivo ha una densità ottica di 5,0 che è sicura e va bene per l'uso visuale, ma non è molto adatta per la fotografia. Tuttavia, ripeto, per osservazioni solari occasionali, questi telescopi sono eccellenti, e costituiscono un "pezzo" meraviglioso nella collezione di strumenti di un amatore.

Se vi piace autocostruire la vostra strumentazione, ci sono diversi progetti che potete seguire. Qui di seguito ne illustro qualcuno, sia per mostrare alcune possibili combinazioni, sia per stimolare l'interesse verso il "fai-da-te".

Il telescopio solare Dobson

Nel 1960 John Dobson, del gruppo "San Francisco Sidewalk Astronomers" (astronomi da marciapiede di San Francisco), elaborò una variante del riflettore newtoniano, inserendo sul cammino ottico un dispositivo di sicurezza davvero unico, che non si trova su altri telescopi. Lo strumento divenne noto come *telescopio solare Dobson* e, nel corso degli anni, ha goduto del favore degli autocostruttori. Per lo più, questo strumento è destinato all'osservazione del Sole in luce bianca a basso ingrandimento, quindi è adatto per il conteggio delle macchie solari o semplicemente per esplorare il mutevole aspetto del disco solare.

Il modello standard del telescopio solare Dobson (o Dobsonian Solar Telescope, DST) utilizza, come filtro a tutta apertura da porre davanti all'imboccatura del telescopio, una semplice lastra di vetro semitrasparente, quindi parzialmente alluminata, disponibile presso i rivenditori di specchi. Gli amatori che desiderano una visione di qualità superiore possono sostituire la lastra di vetro comune con un vetro levigato e parzialmente alluminato, fino al livello di trasmissione necessario (5%). Questa lastra frontale è posizionata a un angolo di 45° rispetto all'asse ottico dello specchio primario non-alluminato. Quando il lato alluminato della lastra si trova rivolto verso lo specchio primario, la parte posteriore della lastra funge da specchio diagonale, dirigendo la luce a lato del tubo del telescopio. Ed è proprio qui che entra in gioco una funzione di sicurezza unica nel suo genere. Nel caso in cui la lastra frontale si dovesse spostare o rompere, il telescopio cesserebbe di funzionare, diventando inutilizzabile. Al contrario, nel telescopio newtoniano standard, se si sposta o si rompe il filtro a tutta apertura, la luce continua a essere focalizzata verso l'oculare. Il DST è l'unico telescopio solare a possedere questa caratteristica.

La fievole luce solare trasmessa attraverso la lastra frontale del telescopio viene ulteriormente ridotta fino al 4-5% quando viene riflessa dallo specchio primario non-alluminato. Per attenuare ulteriormente la luce visibile ed eliminare sia l'IR sia l'UV, davanti all'oculare di un DST si può usare un vetro da saldatore. Questo è l'unico caso in cui un vetro da saldatore può essere utilizzato in un telescopio per l'osservazione solare. Ricordatevi che non bisogna *mai* inserire un vetro da saldatore (anche quelli di

Figura 3.7 Un telescopio solare Dobson con uno specchio primario da 150 mm di diametro f/10. Immagine di Ray Cash.

tonalità DIN 14) davanti all'oculare di un telescopio senza avere prima ridotto la luce e il calore in ingresso, perché il filtro si incrinerà! La scelta della tonalità del vetro da saldatore – sono disponibili da DIN 14 (più scuro) a DIN 2 (più chiaro) – dipenderà dalle caratteristiche di trasmissione della lastra di vetro anteriore. Per selezionare il colore corretto, potrà essere necessario compiere alcune sperimentazioni da parte dell'osservatore. Considerato che per lo specchio semitrasparente di un tipico DST la trasmissione della luce in entrata è circa il 5%, può andare bene un vetro da saldatore di tonalità 7 o 8 (Figura 3.7).

Come è fatto un tipico DST? Spesso il telescopio è costruito con uno specchio primario da 150 mm di apertura e un rapporto focale di f/10. Un'apertura maggiore non è necessaria perché, spesso, viene verificata dal *seeing*. La grande lunghezza focale di questi telescopi contribuisce a fornire immagini solari nitide. Infatti, uno specchio primario a f/10 può essere mantenuto sferico, senza necessità della parabolizzazione, e questo ne rende molto più semplice l'autocostruzione. La pesante lastra frontale di un DST richiede il raggiungimento di un equilibrio "creativo" del tubo, aggiungendo pesi supplementari vicino allo specchio primario. Inoltre, per ridurre la diffusione della luce all'interno del telescopio si raccomanda di mettere uno schermo nero attorno alla cella

Figura 3.8 Il telescopio newtoniano fotografico di Art Whipple, di 203 mm di diametro. L'inserto mostra un'immagine della regione attiva AR0908 ottenuta il 10 settembre 2006, in condizioni di *seeing* da 1 secondo d'arco. Immagine di Art Whipple.

dello specchio primario; se il tubo ha dimensioni leggermente superiori a quelle del primario, sarà ridotto al minimo l'effetto di una qualsiasi corrente d'aria in grado di nuocere al *seeing* locale. Di solito un DST, come tutti i dobsoniani che si rispettino, è alloggiato sopra una scatola in legno che funziona come montatura altazimutale. Questa sistemazione permette di muovere facilmente il telescopio nelle direzioni alto-basso e destra-sinistra, mentre richiede uno spazio minimo quando il telescopio è a riposo.

Io stesso ho osservato il Sole attraverso alcuni di questi telescopi, e posso testimoniare che i migliori esemplari fornivano un'immagine in luce bianca paragonabile a quella vista attraverso un tipico newtoniano dotato di un filtro solare a tutta apertura. Per gli autocostruttori che desiderano uno strumento dedicato, destinato all'osservazione del Sole in luce bianca a bassi ingrandimenti, un telescopio solare Dobson è l'ideale. La sicurezza e la comodità sono le caratteristiche salienti di questo strumento innovativo.

Il newtoniano fotografico

Per un dilettante che voglia un ottimo strumento per l'*imaging* del Sole in alta risoluzione può risultare illuminante l'esame del telescopio autocostruito da Art Whipple, esperto di lunga data di fotografia solare. Si tratta di un modello esclusivamente fotografico. Infatti, il telescopio è stato costruito attorno a uno specchio parabolico in pyrex da 203 mm di diametro (8 pollici) aperto a f/10, non-alluminato. Come nel Dobson, lo

specchio primario riflette solo il 5% della luce solare, che è già una sostanziale riduzione della luminosità, ma non ancora sufficiente per l'osservazione visuale diretta.

Approfittando del fatto che una superficie bianca riflette anche la radiazione infrarossa (che la nostra pelle percepisce come sensazione di calore), Whipple ha costruito un telescopio newtoniano ottimizzato per minimizzare le perturbazioni al *seeing* locale. La cella dello specchio principale è dipinta di bianco, al fine di minimizzare l'accumulo di calore che, altrimenti, potrebbe distorcere la figura ottica dello specchio. Il tubo, aperto a traliccio, elimina ogni corrente d'aria interna che potrebbe disturbare il fronte d'onda. Anche se con questa struttura la diffusione della luce è maggiore, le superfici interne pitturate di nero minimizzano questo fenomeno, e il contrasto dell'immagine è a un livello accettabile. Infine, per eliminare l'accumulo di calore sul cammino ottico, viene utilizzato un normale specchio secondario alluminato.

Su questo telescopio l'oculare per le osservazioni visuali non è disponibile; infatti, lo strumento è stato costruito per essere completamente elettronico. Il focheggiatore a controllo remoto contiene al proprio interno un diaframma con un diametro di 2,3 mm per impedire che luce indesiderata entri nelle ottiche per l'*imaging*, un'altra misura per ridurre la luce diffusa.

Per avere una scala dell'immagine che consenta riprese digitali limitate dalla sola diffrazione, la focale dello specchio primario viene allungata tramite una lente da proiezione da 16 mm di focale, presa in prestito da una stampante di microfilm. Prima di raggiungere il rivelatore – una video camera CCD Pulnix TM-72EX B/W – la luce del Sole passa attraverso un filtro interferenziale con una banda passante di 9 nm, centrata alla lunghezza d'onda di 520 nm.

Le operazioni di puntamento, messa a fuoco, acquisizione delle immagini e controllo del campo di vista sono fatte da una stanza di controllo (chiusa), situata nelle vicinanze. Essere in grado di controllare il telescopio in remoto fa toccare con mano la convenienza della rimozione dell'osservatore che, se posto nelle immediate vicinanze dello strumento, è solo un'altra fonte di disturbo termico.

La fotografia del telescopio di Whipple mostra bene la cura che è stata messa nella sua costruzione. Notare la coperta protettiva, contro la luce e il calore, che ricopre l'unità di *imaging*, un tentativo per controllare gli effetti termici locali. Gli osservatori solari, per avere successo nell'*imaging*, devono fare uno sforzo per ottimizzare le attrezzature e migliorare le condizioni del *seeing* locale. I risultati ottenuti con questo telescopio sono una testimonianza della bontà di tali sforzi.

Conclusioni

Tirando le conclusioni, sia che si usi un telescopio tradizionale adattato all'osservazione solare, sia che si acquisti un modello specifico destinato all'osservazione in luce bianca o che lo strumento venga autocostruito, la chiave per il successo nell'osservazione solare consiste nell'utilizzare un'ottica semplice, ben fatta e di media apertura.

È proprio nell'osservazione solare che gli effetti delle aberrazioni ottiche, della luce diffusa e del riscaldamento delle componenti ottiche e meccaniche diventano estremamente dannosi per le immagini fornite dal telescopio. Infatti, poiché molti dettagli solari sono a basso contrasto, questi effetti negativi tendono a "sbiadire" quello che si vede attraverso il telescopio. Chiaramente, i delicati dettagli visibili sul disco solare richie-

dono ottiche in grado di raggiungere la risoluzione teorica. All'aumentare del numero di componenti esistenti all'interno di un sistema ottico cresce la probabilità di introdurre luce diffusa, aberrazioni nocive e così via. Questo è uno dei motivi per cui il telescopio rifrattore è lo strumento preferito dagli osservatori solari; i problemi di questo strumento sono i più facile da controllare.

In sintesi, un qualsiasi telescopio destinato a un serio studio del Sole deve possedere uno schema ottico semplice e ottimizzato per offrire immagini nitide e altamente contrastate. Ogni modello di telescopio che segua questi criteri consentirà all'osservatore solare di godere della splendida vista dell'attività presente sulla stella a noi più vicina, il Sole.

4 I dettagli solari in luce bianca

Come un calderone in ebollizione

Se c'è un'affermazione indubitabile per quanto riguarda l'osservazione solare, si tratta di questa: l'unica cosa immutabile nel Sole è il suo continuo mutare. Vi sentite confusi? Eppure è così chiaro. Il nostro Sole è costantemente in evoluzione. Anche durante il periodo di minimo dell'attività solare, il Sole si comporta come il classico calderone della strega in ebollizione. I granuli si formano e si dissolvono continuamente. Nascono nuovi pori e, a volte, crescono fino a diventare spettacolari macchie solari, che poi decadono e spariscono. Il fatto è che, potenzialmente, ogni giorno sul Sole possono accadere eventi spettacolari e, spesso, si verificano davvero! Ancora una volta, si capisce perché gli astronomi non-professionisti osservino il Sole con tanto interesse e continuità; ogni osservazione è unica e i fenomeni solari non si ripetono mai esattamente identici a se stessi.

La superficie del Sole è il livello che noi chiamiamo fotosfera. Le macchie solari sono le caratteristiche più evidenti del Sole in luce bianca. Si tratta di macchie scure che si sviluppano all'interno di una zona ben delimitata in latitudine, e che cambiano posizione di giorno in giorno a mano a mano che il Sole ruota attorno al proprio asse. Osservare l'evoluzione quotidiana di una macchia solare è fra le attività più interessanti che possano essere fatte in luce bianca. A volte, all'interno di una macchia solare si formano strutture luminose, i cosiddetti *light bridge*, o ponti di luce, che, crescendo, possono dividere la macchia in più parti. Spesso i *light bridge* vengono scambiati per un evento transitorio molto energetico chiamato *flare in luce bianca*, mentre la comparsa di un grande ponte di luce segna spesso l'inizio della fine per la macchia solare. Spesso, attorno a un gruppo di macchie solari che si trovi al lembo del Sole è visibile una pallida struttura simile a una "nuvola" debolmente luminosa, chiamata *facola*.

L'osservazione del Sole in luce bianca non richiede attrezzature costose e sofisticate. Si può realizzare una stazione per l'osservazione (in sicurezza) del Sole, semplicemente attrezzando il telescopio con uno schermo di proiezione o un filtro solare a tutta apertura. Quello che si richiede all'osservatore è l'attenzione per i dettagli, perché molte delle strutture solari sono sì a basso contrasto, ma ricche di fini particolari. Naturalmente, è essenziale avere una grande pazienza per sopportare le condizioni del *seeing* diurno, e la conoscenza di ciò che il Sole può offrire è indispensabile per determinare ciò che è visibile o meno.

L'orientazione del Sole

Per un esploratore, prima di iniziare un viaggio, è sempre consigliabile studiarsi la mappa del territorio, per potersi orientare senza smarrirsi. Il che significa saper rispondere alla domanda: dove si trovano il nord, il sud, l'est e l'ovest? Lo stesso vale quando si inizia l'esplorazione del Sole. Per condividere le vostre avventure

con altri esploratori – che, oltre a poter descrivere quello che si è visto, è uno dei motivi dell'esplorare – è necessario saper stabilire con esattezza dove ci si trova.

Sulla Terra, le direzioni dei punti cardinali sono abbastanza facili da trovare. Se si è rivolti verso il polo nord celeste, il punto della sfera celeste posto nell'emisfero settentrionale intorno al quale tutto sembra ruotare, allora il sud si trova direttamente dietro di voi, l'est è alla vostra destra, mentre l'ovest è alla vostra sinistra. Sulla Terra, il Sole, a causa della rotazione terrestre, sembra sorgere dall'orizzonte orientale e tramontare sotto l'orizzonte occidentale.

Come per la Terra, definire l'orientazione del Sole non è poi così difficile, specie se si riporta l'immagine del disco solare così come appare nel cielo. Vale a dire, la metà settentrionale del Sole è orientata verso il polo nord celeste; di conseguenza, la regione meridionale punta verso il polo sud celeste. I bordi est e ovest del Sole sono definiti in modo analogo; il lembo est del Sole è quello rivolto verso l'orizzonte orientale della Terra, mentre il lembo ovest si affaccia all'orizzonte occidentale.

Se si osserva il Sole attraverso un telescopio con il moto orario fermo, il bordo occidentale del Sole sarà il primo a scomparire al di fuori del campo di vista e, a mano a mano che il Sole ruota attorno al proprio asse, anche i dettagli spariranno dietro il lembo occidentale. Al contrario, la parte orientale del bordo solare sarà l'ultima a uscire dal campo di vista del telescopio e i dettagli solari appariranno inizialmente al bordo orientale.

Attraverso un telescopio, le direzioni nord e sud del Sole possono essere determinate muovendo delicatamente il tubo dello strumento in declinazione, verso nord o verso sud, e rilevando il movimento del disco solare. Per esempio, quando si sposta il telescopio verso nord, l'emisfero sud del Sole sarà il primo a uscire dal campo di vista.

Tuttavia, deve essere chiaro che qui stiamo parlando dell'orientamento celeste. A causa dell'inclinazione sia dell'equatore solare sia dell'asse terrestre rispetto all'eclittica, l'asse di rotazione del Sole, se osservato dalla Terra, sembra oscillare avanti e indietro nel cielo durante tutto l'anno. A seconda della data in cui si fa l'osservazione, l'asse attorno al quale ruota la nostra stella può puntare o meno verso la Terra fino a un valore di 7° 15', e inclinarsi verso est o verso ovest fino a 26° 21'.

Per alcune osservazioni è sufficiente conoscere, in modo approssimativo, la posizione delle direzioni N-S-E-O sul Sole ma, per l'osservatore più impegnato, sono necessarie indicazioni più precise. L'orientamento preciso del Sole sarà discusso più avanti in questo capitolo, quando parleremo delle coordinate eliografiche.

Le regioni attive

Quando una zona ben definita del Sole contiene un evento temporaneo, come una macchia solare, una *plage* (struttura simile a una nube luminosa), una facola o un *flare*, allora si parla di *regione attiva* (Active Region, AR). Tutte le regioni attive si formano a causa di un forte campo magnetico locale che influenza il comportamento del plasma solare. La maggior parte di ciò che gli astronomi solari osservano nella fotosfera è associato alle regioni attive.

Al fine di mantenere un sistema di registrazione dell'attività solare, gli astronomi hanno messo a punto una numerazione progressiva che è entrata in vigore a partire dal 5 gennaio 1972. Da quel momento in poi, a ogni nuova regione attiva è stato assegnato un numero sequenziale di quattro cifre (ad esempio 2054, 2055, 2056...). La responsabilità di assegnare un numero a ogni nuova AR è stata affidata alla National Oceanic and Atmospheric Administration (NOAA). Un tipico nome per una regione attiva potrebbe essere AR6092. A volte, una regione attiva può durare per più rotazioni solari; in questo caso alla regione viene assegnato un diverso numero AR per ogni rotazione.

Per conoscere il numero assegnato a ogni regione attiva, si possono utilizzare le risorse disponibili su Internet. Esistono diversi siti Web che forniscono un'immagine giornaliera del Sole, con sovrapposte le etichette che identificano le AR visibili. Un sito visitato spesso è la pagina Web del Mees Solar Observatory dell'Università delle Hawaii (**http://koa.ifa.hawaii.edu/**), che fornisce una mappa quotidiana delle regioni attive così come immagini in luce bianca e monocromatiche dell'intero disco solare. L'archivio di immagini e mappe del Mees è molto utile quando si fanno ricerche sui centri di attività solare degli anni passati.

La rotazione del Sole

Come discusso in precedenza in questo libro, il Sole non è un corpo solido, ma è composto da plasma, quindi si trova allo stato fluido. A causa di questa caratteristica, gli strati più esterni ruotano in modo differenziale: la zona equatoriale del Sole compie una rotazione completa in un tempo minore delle aree vicine ai poli. Il Sole, se visto da sopra il suo polo nord, ruota in senso antiorario, da est verso ovest.

Quando si parla del periodo di rotazione solare si deve distinguere tra periodo sinodico e siderale. Il periodo di rotazione sinodico misura la rotazione apparente del Sole, così come la si vede dalla Terra. Naturalmente, non è il periodo di rotazione vero, perché il nostro punto di osservazione (la Terra) si muove continuamente lungo l'orbita eliocentrica mentre il Sole compie la rotazione attorno al proprio asse. Il periodo di rotazione siderale è il tempo necessario a un punto posto alla superficie del Sole per completare una rotazione rispetto a un punto fisso nello spazio. Questo è il "periodo vero" della rotazione solare.

Se si utilizza come marcatore una macchia solare, si vede che per completare una rotazione siderale all'equatore essa impiega 25,38 giorni. Una macchia posta a ±30° impiega circa 27 giorni e se si trova ancora più vicina alle regioni polari il periodo è di oltre 30 giorni. Il periodo sinodico medio è di circa 27,28 giorni, ma varia durante tutto l'anno a causa dell'eccentricità dell'orbita terrestre.

Sul Sole, gli astronomi misurano i tempi a partire dalle sue rotazioni. Il conteggio dei periodi di rotazione si basa sulle osservazioni compiute da Richard Carrington nel 1850 dal Greenwich Observatory. Il numero di rotazioni di Carrington identifica la rotazione solare adottando un periodo medio di 27,28 giorni e ogni nuova rotazione inizia quando il meridiano di longitudine solare 0° attraversa il centro del disco solare visto dalla Terra. L'astronomo inglese Carrington ha speso molti anni a studiare le esatte posizioni delle macchie solari e

da queste informazioni ha potuto calcolare la precisa velocità di rotazione del Sole alle varie latitudini. Le informazioni riguardanti l'inizio e la durata di una rotazione di Carrington possono essere reperite su Internet, nelle effemeridi alla fine di questo libro o nella maggior parte degli almanacchi astronomici che vengono pubblicati annualmente.

Il ciclo di attività solare

Nel 1826, Samuel Heinrich Schwabe, un farmacista tedesco, iniziò a osservare il Sole nell'ambito di un progetto concepito per cercare di scoprire l'eventuale transito di un ipotetico pianeta che doveva trovarsi all'interno dell'orbita di Mercurio (era stato battezzato "Vulcano" ed era stato teorizzato dall'astronomo francese Urbain Le Verrier). Inizialmente, per Schwabe le macchie solari che via via osservava sul disco solare nella speranza di scorgervi un transito di Vulcano erano poco più di una curiosità. La ricerca continuò metodicamente per un certo numero di anni e non condusse alla scoperta di un pianeta intra-mercuriale, bensì a qualcosa di ancor più sorprendente. Schwabe riconobbe infatti l'esistenza di una periodicità nel numero di macchie solari visibili. Da questo momento in poi divenne evidente come l'attività solare fosse soggetta ad alti e bassi. Schwabe annunciò la sua scoperta indicando una periodicità di 10 anni e ulteriori osservazioni confermarono la sua conclusione.

Dopo decenni di studio continuativo, il periodo di comparsa delle macchie solari è ora ritenuto essere di 11 anni. Si chiama *ciclo di 11 anni*, ma in realtà questo è solo un valore medio; la lunghezza dei cicli varia da 8 a 14 anni, e la media statistica è di circa 11,1 anni. Come le regioni attive e le rotazioni del Sole, anche i cicli solari sono numerati. Gli astronomi hanno assegnato il numero 1 al ciclo iniziato nel corso dell'anno 1755 e terminato circa nel 1766. I successivi cicli solari sono stati tutti ben documentati, e forniscono un prezioso *database* per la ricostruzione del recente passato dell'attività solare.

Il Sole, all'inizio di un ciclo di attività solare, per la maggior parte del tempo è in pausa, cioè non sono presenti regioni attive o comunque sono poche e di estensione limitata; questo periodo è chiamato *minimo solare*. Accade il contrario durante quello che viene detto *massimo solare*, quando le macchie solari e le altre forme di attività sono relativamente abbondanti. La salita verso il massimo e la successiva caduta verso il minimo non sono simmetriche. In media, l'attività solare che segue il minimo impiega circa 4,8 anni per raggiungere il picco e 6,2 anni prima di raggiungere il nuovo minimo. Gli astronomi solari cercano sempre di prevedere la durata e l'intensità di ogni nuovo ciclo solare, ma è difficile ottenere una previsione accurata. Questo indica chiaramente che nel Sole sono all'opera meccanismi che non abbiamo ancora capito (Figura 4.1).

Un nuovo ciclo solare comincia con l'apparizione di macchie solari ad alte latitudini, lontane dall'equatore. A mano a mano che il ciclo avanza, il numero giornaliero di macchie solari aumenta e le nuove macchie cominciano ad apparire più vicino alla regione equatoriale. Quando un ciclo finisce, nuove macchie iniziano ad apparire ancora una volta ad alte latitudini, segnalando l'inizio di un nuovo ciclo solare.

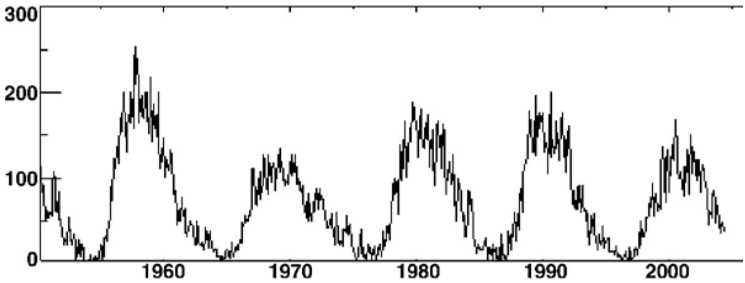

Figura 4.1 In questa figura sono riportati i cicli solari, della durata media di circa 11 anni, a partire da poco prima del 1960 fino alla fine del ciclo 22, nel 2005 (NASA).

Un gruppo di macchie solari è una regione di plasma caratterizzata da un intenso campo magnetico, quindi il gruppo è dotato sia di una polarità positiva che di una negativa che si concretizza nelle due macchie principali (gruppo bipolare). Nel corso di un determinato ciclo solare, sia nell'emisfero nord che in quello sud del Sole, le polarità delle macchie solari non sono distribuite a caso. In un dato ciclo, le macchie solari di tutti i gruppi bipolari hanno una polarità avanzante (nel senso della rotazione solare) positiva; mentre la polarità recedente è negativa. È interessante notare che nello stesso ciclo solare le macchie di un emisfero presentano una polarità invertita rispetto a quelle che si trovano nell'altro emisfero; cioè, se nell'emisfero nord la macchia avanzante è di polarità positiva e quella recedente negativa, nell'emisfero sud la macchia avanzante è negativa, mentre la recedente è positiva. Questo è il comportamento generale, ma esiste una piccola percentuale di gruppi di macchie, circa il 3%, che non lo rispetta. Un fenomeno ancora più interessante avviene quando comincia un nuovo ciclo solare. Infatti, si verifica un'inversione del campo magnetico in modo tale che le macchie di ciascun emisfero hanno una polarità opposta rispetto a quella del ciclo precedente. Alcuni astronomi utilizzano questa inversione di campo magnetico come parametro per giudicare quando si ha l'inizio di un nuovo ciclo solare.

Perché le polarità magnetiche tornino al loro stato originale, devono passare due cicli solari. Questa inversione, seguita dal ritorno del campo magnetico del Sole al suo stato originale, è il vero e proprio ciclo magnetico e ha una durata media di 22 anni.

L'oscuramento al bordo

Se si osserva l'intero disco del Sole contro il fondo cielo, ci si rende conto che mostra un effetto tridimensionale, perché è più luminoso al centro e diventa sempre più debole, con simmetria radiale, a mano a mano che ci si avvicina al bordo. Questo effetto di gradiente viene chiamato *oscuramento al bordo*. Per comprendere l'oscuramento al bordo vanno tenuti presente due fatti. Per prima cosa, gli strati esterni del Sole sono più freddi, pertanto emettono di meno e appaiono più scuri

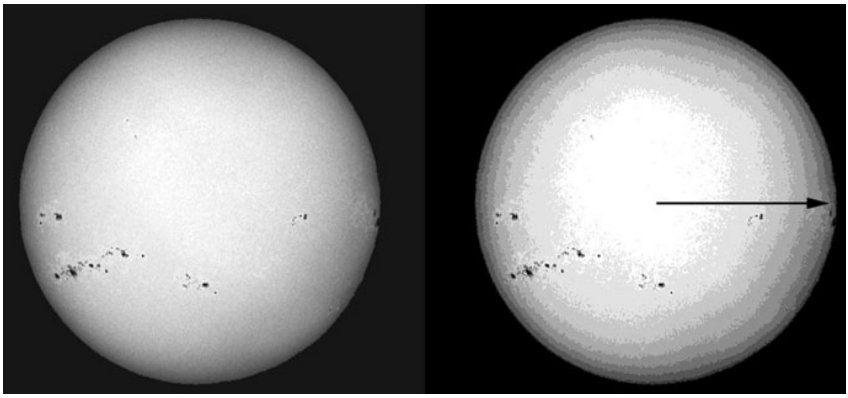

Figura 4.2 Il fenomeno dell'oscuramento al bordo è evidente in questa immagine, cortesia di Gordon Garcia. La foto a *destra* è stata elaborata digitalmente utilizzando le isofote (cioè le curve di uguale intensità luminosa), per illustrare la diminuzione di luminosità dal centro del Sole verso l'esterno.

all'occhio. Seconda cosa, è importante capire che, quando un osservatore guarda vicino al bordo del Sole, non sta osservando il plasma che si trova alla stessa profondità di quando guarda al centro del disco. Infatti, l'angolo di vista tangente dell'osservazione al lembo provoca una diminuzione della profondità osservata a causa dell'opacità cumulativa del gas. È proprio a causa di questa opacità che gli astronomi possono vedere un po' più in profondità al centro del Sole, dove le temperature e la luminosità sono più elevate.

L'oscuramento al bordo non è un effetto uniforme su tutto lo spettro. Se si osserva nell'infrarosso (IR) praticamente non lo si avverte. Al contrario, più ci si sposta verso la banda ultravioletta (UV), più l'oscuramento è pronunciato ed evidente. Alle lunghezze d'onda dell'ultravioletto estremo, però, il bordo è più luminoso del centro del Sole; tuttavia, questo fenomeno è al di là delle possibilità di osservazione di un astronomo dilettante (Figura 4.2).

La granulazione

Come abbiamo già accennato, su tutta la superficie fotosferica è visibile una struttura chiamata *granulazione*. Gli osservatori che per primi hanno visto la granulazione l'hanno paragonata a una superficie di chicchi di riso, chicchi di grano o altre figure geometriche, compresi poligoni o strutture allungate. Indipendentemente dalla loro forma, che è piuttosto varia, i componenti della granulazione, chiamati *granuli*, sono strutture estremamente piccole, a basso contrasto, e richiedono le migliori condizioni di *seeing* per poter essere visti senza difficoltà. Si stima che, in ogni momento, circa 2-3 milioni di granuli ricoprano la superficie del Sole.

Un granulo è la parte superiore di una colonna di gas in risalita, che si origina nel profondo della zona convettiva del Sole. In questa zona, è la convezione il meccanismo utilizzato per il trasferimento del calore dall'interno verso l'esterno del

Sole. Il funzionamento è il seguente. Il plasma caldo risale verso la superficie solare, liberando energia. Poi, quando il plasma si è raffreddato, rifluisce lungo quello che viene chiamato un *muro intergranulare* e ritorna verso l'interno solare, e il ciclo ricomincia. Il muro intergranulare è ciò che definisce la forma di un granulo; poiché la temperatura del materiale che rifluisce è più bassa di quella del materiale che risale, il muro appare più scuro del centro del granulo. Ogni granulo ha un diametro tipico di 1-5 secondi d'arco, con una dimensione media di circa 2,5 secondi d'arco. Per il Sole si tratta di strutture molto piccole, ma le loro dimensioni assolute sono comunque dell'ordine del migliaio di chilometri.

Non c'è uniformità nella luminosità dei granuli; alcuni appaiono opachi mentre altri sembrano relativamente brillanti. La durata di un singolo granulo è dell'ordine di 5-10 minuti. I granuli più grandi hanno una vita più lunga, con i cambiamenti fisici che diventano evidenti dopo solo un minuto o due.

La granulazione è più facilmente visibile quando si osserva nei pressi del centro del disco solare, mentre è progressivamente più difficile da vedere a mano a mano che ci si avvicina al lembo. Per studiare in modo efficace la granulazione, è necessario usare un telescopio con un diametro minimo di 125 mm. Ricordo la mia prima osservazione della granulazione solare, fatta con un telescopio newtoniano di 150 mm di apertura. Quella mattina il cielo era insolitamente calmo e il reticolo della granulazione si distingueva particolarmente bene. Anche a bassi ingrandimenti, come 25×, la granulazione sembrava estendersi sull'intero disco del Sole. Poiché la luce verde migliora il contrasto della granulazione solare, l'utilizzo di un filtro supplementare (oltre a quello a tutta apertura) è molto utile per questo tipo di osservazione.

Per gli astronomi non-professionisti, la breve vita dei granuli, combinata con la necessità di avere condizioni di *seeing* ideali, rende molto difficile lo studio della granulazione solare. È necessario avere una buona sensibilità alle alterazioni di forma, dimensioni e luminosità in un arco di tempo di soli pochi minuti. Questi cri-

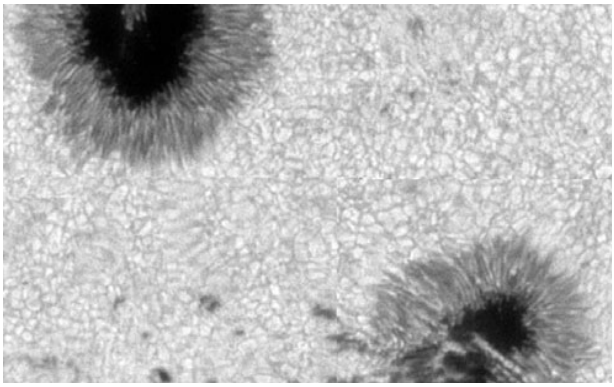

Figura 4.3 La granulazione fotosferica. In questa immagine sono mostrate le regioni attive 9600 (in alto a sinistra) e 9601 (in basso a destra). Le due macchie solari sono circondate da centinaia di granuli. Per vedere la granulazione sono necessarie ottime condizioni di *seeing*. Questa immagine è stata ripresa il 3 settembre 2001 da Art Whipple, utilizzando un newtoniano di 203 mm di diametro a f/10.

teri possono essere soddisfatti tramite tecniche video-fotografiche, con cui è possibile, nel corso della vita di un granulo, la cattura di centinaia di migliaia di immagini. Se da una registrazione video si scelgono le immagini più nitide, l'osservatore può assemblare una serie di fotografie o anche un filmato in grado di mostrare la breve apparizione di un granulo e la sua scomparsa (Figura 4.3).

Le facole

Spesso, intorno o vicino alle macchie solari, si possono osservare strutture luminose simili a nuvole, o con struttura filamentosa, chiamate *facole*. Sebbene tutti i gruppi di macchie solari siano correlati alle facole, non tutte le facole sono accompagnate da macchie solari. Le regioni facolari sono i precursori dei gruppi di macchie solari. Nel caso in cui il campo magnetico dovesse essere troppo debole per permettere la formazione di una macchia solare, rimarrà solo la facola. Mentre una macchia solare è un'unica regione di plasma permeata da un forte campo magnetico, la facola è magneticamente più debole e sottile, ed è costituita da regioni magnetiche delle dimensioni dei granuli. Una caratteristica della convezione soffocata dai campi magnetici, compresi quelli di minor intensità, consiste nel generare un'apparente depressione della superficie solare rispetto alla fotosfera imperturbata; in una macchia solare l'effetto Wilson, di cui parleremo più avanti, è proprio un esempio di questo aspetto. Una facola si forma grazie alla luce che emerge attraverso le "pareti laterali" di questa apparente depressione.

A causa di questa diffusione della luce, una facola è visibile come una zona un po' più luminosa della fotosfera circostante. Vicino al lembo solare, una facola è ben visibile grazie al contrasto con l'oscuramento al bordo, mentre in luce bianca le facole sono sempre più difficili da vedere a mano a mano che ci si avvicina al centro del Sole. Usando un filtro obbiettivo che favorisca la luce blu o un filtro supplementare con una trasmissione nel verde/blu si accentuerà il contrasto facolare, permettendo di osservare queste caratteristiche più vicino al centro del Sole.

La vita di una regione facolare può durare diverse rotazioni solari. Un sistema di allerta che un osservatore può usare per essere informato tempestivamente della presenza di una nuova regione attiva consiste nel sorvegliare l'emersione e la crescita di nuove regioni facolari. Mantenendo un occhio vigile verso queste regioni, potrà

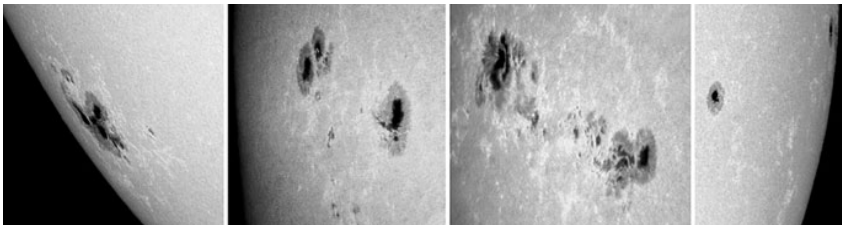

Figura 4.4 Le facole possono apparire isolate o connesse a un gruppo di macchie solari, come mostrato in queste immagini, acquisite con un rifrattore di 125 mm di apertura, filtro obbiettivo a tutta apertura in mylar e filtro verde Wratten n. 58. Da sinistra a destra sono le regioni attive AR0808 (2005), AR0464 (2003), AR0095 (2002) e AR9596 (2001). Immagini di Jamey Jenkins.

capitare di vedere la fase iniziale di sviluppo di un nuovo gruppo di macchie solari.

A causa dello stretto rapporto con le macchie solari, le facole si verificano principalmente nella zona in cui queste compaiono, entro 35° a nord e a sud dell'equatore. Ogni tanto, qualche facola appare al di fuori di queste zone e in prossimità delle regioni polari del Sole. Le facole polari differiscono dalle facole ordinarie per dimensioni e durata. Le facole polari sono di piccole dimensioni (simili a quelle di un granulo), e appaiono rotondeggianti o allungate, con durate che vanno da alcuni minuti a un giorno o due al massimo. Gli esemplari più brillanti hanno anche una durata maggiore. Va notato che, durante il minimo del ciclo solare, le facole polari sono più frequenti che durante il massimo. Per essere osservata, la piccola area di una facola polare richiede un telescopio con un'apertura minima di 100-125 mm, usato durante periodi di ottimo *seeing*. Gli schermi di proiezione solare sono poco adatti per l'osservazione delle facole polari; infatti, a causa del basso contrasto, qualsiasi luce ambientale che cada sullo schermo può cancellare la facola. Di conseguenza, per le facole polari è preferibile l'osservazione diretta, magari con l'aiuto di un filtro per il miglioramento del contrasto (Figura 4.4).

I pori

A volte, il muro intergranulare può apparire più scuro del solito, o un granulo può apparire più scuro dei suoi vicini, o addirittura essere mancante; in effetti fra i granuli esiste tutta una gamma di variazioni possibili della luminosità. Fare una distinzione tra queste variazioni di intensità dei granuli e un dettaglio chiamato *poro* può essere davvero difficile. Altrettanto lo è distinguere un poro da una macchia solare, perché ogni macchia priva di penombra potrebbe essere un poro.

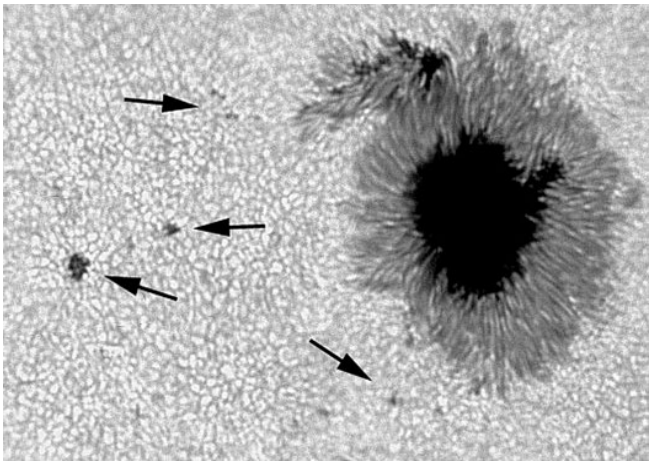

Figura 4.5 In questa immagine, i pori sono indicati con le frecce orientate a sinistra; il materiale granulare scuro è segnalato dalle frecce orientate a destra. Immagine ottenuta da Eric Roel il 12 agosto 2006.

Il poro è una struttura piccola, con un diametro compreso fra 1 e 5 secondi d'arco. Le dimensioni medie sono tra i 2 e i 3 secondi d'arco. Un poro sarà più scuro dei granuli appena citati, ma più luminoso dell'ombra di una macchia solare ben sviluppata. La durata di un singolo poro è molto variabile. I più piccoli si formano e si dissolvono in pochi minuti, mentre gli altri, quelli più grandi, possono essere visibili anche per un certo numero di ore. Le dimensioni sono in relazione diretta con la longevità e più a lungo un poro sopravvive, maggiore è la probabilità che da esso si sviluppi una macchia solare. Spesso, i pori sono situati nei pressi di un gruppo già esistente di macchie solari, o si trovano isolati all'interno di una regione facolare. La formazione di un poro è il risultato diretto del campo magnetico del Sole che, dall'interno, si estende verso l'alto limitando la convezione della fotosfera. Dal punto di vista amatoriale, una serie di immagini o un filmato raffigurante la nascita, lo sviluppo e il decadimento di pori è difficile da ottenere anche se, come nel caso della granulazione, è molto interessante da vedere (Figura 4.5).

Le macchie solari

Quando si osserva il Sole in luce bianca, i dettagli più evidenti che colpiscono l'occhio sono sicuramente le *macchie solari*. Una macchia solare spicca come un'imperfezione ad alto contrasto sulla fotosfera circostante, altrimenti "liscia e quasi perfetta". Se osservate a basso ingrandimento, le macchie solari appaiono formate da un materiale grigio chiaro, la *penombra*, che circonda una massa molto più scura, l'*ombra*. Molte di queste macchie a forma di "ciambella" possono essere raggruppate insieme in un'unica zona, magari circondate da porzioni separate di penombra e con pori nelle vicinanze a formare un gruppo. Spesso, sovrapposte all'ombra centrale delle macchie, ci possono essere venature di materiale biancastro: si tratta dei "ponti luminosi" a cui abbiamo già accennato in precedenza.

Le forme, le dimensioni e le durate delle macchie solari sono varie come le stelle nel cielo; si sviluppano entro una fascia che arriva fino a circa ±35° dell'equatore. Questa regione è conosciuta come *zona delle macchie solari*. Spesso, una macchia simmetrica mostra come una specie di cavità o effetto di depressione rispetto alla fotosfera circostante, noto come *effetto Wilson*. Si tratta di questo. A mano a mano che una macchia solare rotonda e simmetrica si avvicina al lembo solare, la penombra appare più larga sul lato vicino al lembo che sul lato più vicino al centro del Sole. La logica conclusione di questa osservazione è che le macchie solari sono concave, con una forma simile a quella di un piattino da tè. Tuttavia, gli studi indicano che questa depressione è illusoria. Infatti, l'effetto Wilson è il risultato del gas tenue e trasparente presente nel campo magnetico della macchia solare, che permette all'osservatore di vedere a maggiore profondità nella fotosfera, dando l'impressione che la macchia stessa abbia un profilo depresso. In sostanza, l'effetto Wilson si può spiegare ammettendo che l'opacità del gas dell'ombra sia inferiore a quella del gas della penombra e che, a sua volta, l'opacità del gas della penombra sia inferiore a quella del gas della fotosfera.

Pur non essendo prevedibile, l'evoluzione delle macchie solari ha un andamento generalmente ricorrente che segue questo schema di base. Circa 7-14 giorni prima che compaia una macchia solare, nella stessa zona della fotosfera si sviluppano

facole luminose. Successivamente, all'interno della regione facolare, iniziano a svilupparsi diversi pori. Molti di questi pori avranno circa le stesse dimensioni della granulazione solare e decadranno rapidamente per poi sparire. Alcuni pori, invece, diventeranno più grandi e più scuri, come la tipica ombra delle macchie solari; questa struttura viene chiamata *macchia d'ombra*. Questo è lo stadio in cui la maggior parte delle macchie solari termina lo sviluppo e decade in breve tempo. Se una macchia solare continua a crescere, comincerà ad apparire una grossolana penombra. La penombra può diventare una struttura complessa, con diversi frammenti costituiti da ombre scure e punti luminosi. A questo punto abbiamo una macchia solare ben sviluppata, che può essere attorniata da strutture analoghe, ciascuna con un ciclo evolutivo che è associato a quello delle macchie vicine.

Le macchie solari sono spesso al centro dell'interesse dell'osservazione solare amatoriale in luce bianca. L'analisi della morfologia del Sole (cioè lo studio del cambiamento d'aspetto), e la raccolta dei dati statistici possono impegnare la maggior parte del tempo di un osservatore. Queste osservazioni forniscono un'opportunità unica per capire quanto sia importante il magnetismo, sia per il Sole sia per la vita sulla Terra.

L'ombra delle macchie solari

Se la componente centrale di una macchia solare ben sviluppata, cioè quella zona scura che chiamiamo *ombra*, fosse visibile da sola in cielo, apparirebbe più brillante di una qualsiasi altra stella presente nel cielo notturno. Infatti, le ombre appaiono scure solo per un effetto di contrasto rispetto alla soverchiante luminosità della fotosfera circostante. Esiste una stretta relazione tra quanto è scura un'ombra, l'intensità del campo magnetico e la temperatura ad essa associata. Questa correlazione fra ombra, campo magnetico e temperatura è facile da capire se si considera che le macchie solari sono il risultato di un'assenza di convezione a livello fotosferico; più è forte il campo magnetico inibitore dei moti convettivi, più si smorza la convezione e, di conseguenza, più la regione della macchia appare fredda e scura.

Se si esegue un attento esame (ad alto ingrandimento) di una macchia solare, si vede che l'ombra non è di luminosità o colore uniformi. In realtà, un'ombra è una struttura eterogenea essendo formata da granuli più scuri, da piccoli punti brillanti e da materiale con un'intensità intermedia chiamati *punti d'ombra*, da non confondere con le macchie d'ombra. In generale, l'ombra di una grossa macchia solare contiene al proprio interno aree più scure, separate l'una dall'altra da regioni leggermente più chiare.

Ci sono due tecniche fotografiche utilizzabili dall'osservatore dilettante per lo studio di questi fenomeni. La prima prevede la creazione di un diaframma che mascheri la fotosfera circostante e permetta solo alla luce dell'ombra della macchia solare di raggiungere la macchina fotografica. In questo modo si possono ottenere esposizioni in grado di mostrare i dettagli all'interno dell'ombra. Con questa tecnica, la natura granulare di un'ombra diventa evidente: si tratta di un'osservazione che è difficile da compiere visualmente a causa delle differenze insignificanti di luminosità tra i dettagli dell'ombra oltre che delle limitazioni imposte dal *seeing* atmosferico. La seconda tecnica non riguarda la modalità di ripresa, ma la fase di

elaborazione. Da una foto ad alta risoluzione è possibile creare una mappa di isofote (curve di uguale luminosità) in grado di rivelare regioni di diversa intensità all'interno della macchia solare. Questa tecnica è comunemente applicata alle immagini delle comete visibili nel cielo notturno. In questo caso, lo scopo dell'utilizzo delle isofote è quello di evidenziare il gradiente di intensità fra il nucleo della cometa, la chioma e la coda. Le isofote nelle macchie solari aiutano a individuare tutta una serie di caratteristiche interessanti, come gli anelli luminosi interni ed esterni, un debole *light bridge* o il nucleo all'interno dell'ombra (è il punto di minima luminosità e a più bassa temperatura).

Dal punto di vista dell'osservazione visuale, una rapida occhiata all'ombra di una macchia solare mostrerà un'area di colore grigio molto scuro o quasi nera. Osservando con un telescopio che non tenda a introdurre una dominante colorata, cioè che sia neutro su tutto lo spettro, si vedrà che l'ombra in realtà è composta sia da zone nere sia da zone di un colore rosso-marrone scuro. Per avere una visione con un colore neutro si può usare il prisma di Herschel o la pellicola Baader Astrosolar. Come per la maggior parte degli studi solari, le osservazioni accurate delle ombre delle macchie solari richiedono l'uso di un telescopio con un diametro pari o superiore a 125 mm. Con questo strumento si può raggiungere una risoluzione tale da mostrare i dettagli dell'ombra, in particolare se si utilizzano le tecniche fotografiche di cui sopra.

La penombra delle macchie solari

Mentre l'ombra è la componente centrale più scura di una macchia solare ben sviluppata, la penombra è la zona esterna più luminosa che circonda l'ombra, e appare di colore grigio. Spesso, una rudimentale penombra inizia a formarsi dal materiale intergranulare circostante un'ombra appena nata. Se la macchia è dotata di una grande ombra, la penombra rudimentale evolverà fino a sviluppare filamenti scuri che si irradieranno dall'ombra come tanti fili sottili. Questi filamenti sono di natura magnetica, e le loro proprietà convettive sono simili a quelle dei granuli. Tra i filamenti scuri ci sono regioni più luminose, dette *grani di penombra*. Per distinguere i filamenti all'interno di una penombra sono necessarie eccellenti condizioni di *seeing* ed è indispensabile un potere risolutivo migliore di 1 secondo d'arco.

In generale, una macchia solare matura avrà una penombra simmetrica. Un po' meno comune da osservare sarà una penombra irregolare, perché per la sua formazione e il mantenimento sono necessari campi magnetici con struttura complessa. Questo tipo di penombra tenderà a circondare il gruppo di macchie solari cui appartiene con filamenti di larghezza variabile. Frammenti indipendenti di penombra possono anche vivere separati dall'ombra della macchia. Questa condizione non è molto frequente ed è raro che la durata di questi frammenti separati sia superiore a una giornata; un'osservazione in grado di documentare un qualsiasi cambiamento d'aspetto di queste strutture isolate sarebbe degna di nota.

All'interno di una penombra ben sviluppata si trovano piccoli frammenti di materiale scuro, simili all'ombra, solo leggermente più grandi dei pori. Inoltre, anche nella penombra si possono trovare regioni di materiale brillante con luminosità paragonabile o superiore a quella della fotosfera. Queste regioni subiscono cambiamenti piuttosto rapidi e devono essere strettamente monitorate. Di tanto in

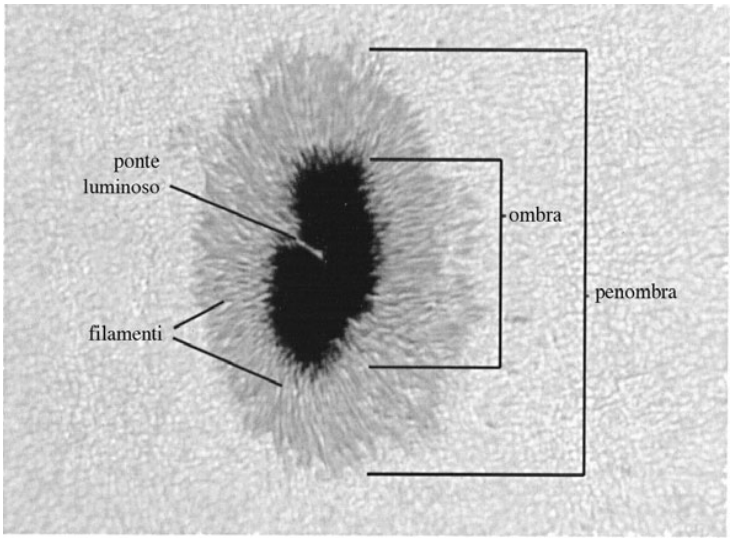

Figura 4.6 Le varie parti costituenti di una macchia solare. In quest'immagine di una macchia solare di forma simmetrica, i filamenti allineati in direzione radiale sono indicativi della natura magnetica della regione. Notare la formazione di un piccolo ponte di luce che, alla fine, dividerà l'ombra in due parti. Immagine di Eric Roel.

tanto, una regione luminosa può diventare allungata e sbiadire fino a trasformarsi in filamenti o ingrandirsi sempre più, fino a diventare un *light bridge*.

Fondamentalmente, un *light bridge* è una struttura più brillante di un'ombra che la divide in più parti; molte volte può dividere anche una penombra. Una macchia solare vecchia e matura può contenere un ponte di luce di buon spessore e, spesso, questa struttura appare come una sorta di travaso di materiale fotosferico nella macchia solare. Sono le macchie solari più giovani che contengono i ponti di luce più sottili, striati e intensi. Osservando con molta attenzione, si può anche risolvere la struttura granulare di un ponte luminoso. La durata delle strutture più sottili può essere inferiore a 24 ore; al contrario, i ponti con maggiore spessore possono durare più di una settimana. È interessante osservare che, quando in una macchia solare matura si sviluppa un grande ponte di luce, si ha l'inizio della decadenza e la struttura si avvicina alla fine del suo ciclo vitale.

Tra l'ombra e la penombra c'è una regione irregolare in cui i filamenti della penombra hanno l'aspetto di estensioni dell'ombra. A volte, in questa regione di transizione è visibile una luminosità all'interno della penombra chiamata *anello luminoso interno*. Ciò si verifica perché i filamenti sono più brillanti nei pressi dell'ombra, e diventano sempre più scuri a mano a mano che raggiungono il bordo esterno della penombra. Un'altra caratteristica ben visibile è costituita da una luminosità e da un allineamento dei granuli fotosferici che circondano il bordo esterno di una macchia solare, al di là della penombra. Questa struttura è chiamata *anello luminoso esterno* (Figura 4.6).

I gruppi di macchie solari

In generale, una macchia solare non è una struttura isolata. Al contrario, nelle vicinanze tende a svilupparsi tutto un reticolo di strutture come facole, pori e altre macchie. Tutte queste strutture sono interconnesse dal magnetismo che si origina dall'interno solare. Un raggruppamento di macchie solari è chiamato *gruppo di macchie solari*.

I gruppi si sviluppano secondo uno schema ben delineato, che segue questo percorso. Diversi pori possono formare un piccolo raggruppamento, confinato in uno spazio avente un'area inferiore a 10° eliografici. Questi pori, entro 24 ore diventano più scuri, dando vita a macchie d'ombra concentrate in due zone separate. Entro poche ore, nelle zone dove si concentrano le macchie lo sviluppo continua fino a che si forma una piccola macchia solare. Le concentrazioni della regione attiva sono dette *avanzanti* e *recedenti*, o *precedenti* e *seguenti*; la macchia avanzante è la più occidentale delle due.

Spesso l'evoluzione termina a questo punto, con la dissoluzione delle due concentrazioni entro pochi giorni. Tuttavia, se un gruppo è particolarmente stabile e continua a evolvere, nella macchia precedente si svilupperà una penombra che, in poco tempo, si estenderà a tutte le macchie rimanenti. Le due concentrazioni di macchie solari ora cominceranno a separarsi di almeno 3° in longitudine solare, mentre si riallineeranno ruotando rispetto all'equatore solare in una direzione est-ovest. La macchia solare precedente avrà una polarità magnetica opposta a quella della seguente; quello descritto è quindi un gruppo di macchie *bipolare*.

Qualora il raggruppamento comprenda un'unica concentrazione, con i membri concentrati entro un'area di 3°, allora si parla di gruppo di macchie *unipolare*.

Di solito, verso la metà della seconda settimana dello sviluppo, un gruppo raggiunge la sua massima estensione, con il massimo numero di macchie componenti, a cui seguiranno, un mese più tardi, i primi segni di decadimento. In questa fase, i pori e le macchie più piccole inizieranno a dissolversi. Successivamente, la macchia recedente si dividerà e sbiadirà fino a scomparire. Nel corso di questi avvenimenti, la macchia avanzante diventa di forma simmetrica e sviluppa una penombra uniforme. Gradualmente le macchie si dissolvono, lasciando solo le facole e anche queste si dissiperanno presto.

Al culmine dello sviluppo, un gruppo complesso di macchie solari può estendersi per centinaia di milionesimi di un emisfero solare. Un milionesimo di emisfero è pari a una superficie di 5 secondi d'arco quadrati sul disco solare, una volta corretto per la deformazione prospettica. Un grande gruppo di macchie solari, avente un'estensione di oltre 15° di lunghezza e contenente più di un centinaio di singole macchie è, occasionalmente, il progenitore di *flare*, talvolta così intensi da essere visibili anche nel continuo solare. Questo evento, noto come *flare in luce bianca*, è molto raro e merita particolare attenzione da parte dell'osservatore.

La classificazione dei gruppi di macchie solari

In generale, gli scienziati hanno un innato desiderio di analizzare, classificare e spiegare il funzionamento dei loro oggetti di studio. Le macchie solari non sfuggono a questa regola e gli astronomi, nel corso degli anni, al fine di classificare le

varie fasi di sviluppo di un gruppo di macchie solari, hanno creato vari schemi. Questi sistemi di classificazione sono utilizzati per descrivere un gruppo sulla base delle sue proprietà misurabili, come può essere il magnetismo, per il sistema di classificazione di Mount Wilson, o l'aspetto visuale del gruppo, per altri.

Lo schema di classificazione visuale più utilizzato fino agli ultimi anni del XX secolo è stato il *sistema di Zurigo*, ideato da Max Waldmeier dell'Osservatorio di Zurigo. Il sistema di Zurigo, per etichettare le varie fasi di sviluppo delle macchie solari, si basa su nove classi, denominate A, B, C, D, E, F, G, H e J. Questo schema era adatto per l'identificazione della fase del ciclo vitale di un gruppo di macchie solari, ma risultò essere poco affidabile a fini pratici. I veicoli spaziali e le moderne apparecchiature per le comunicazioni basate su satelliti artificiali richiedono allarmi tempestivi onde evitare gli effetti di tempeste solari particolarmente distruttive. Per questo motivo, si è reso necessario introdurre un nuovo sistema, più affidabile e con una migliore capacità di previsione dei *flare*.

Normalmente, un *flare* è osservabile senza problemi in luce monocromatica, cioè alla lunghezza d'onda dove la sua emissione luminosa è più intensa. Sotto questo aspetto, i filtri a banda stretta in grado di isolare la luce proveniente dalla riga atomica H-alfa dello spettro solare sono piuttosto efficaci per l'osservazione di un *flare*. A volte, un evento estremamente energetico diventa così intenso che emette anche nel continuo solare, diventando visibile in luce bianca. Tali eventi possono essere particolarmente problematici per la "meteorologia" del nostro spazio circumterrestre.

La tecnica di previsione di quando e dove è probabile che si verifichi un brillamento solare ha fatto un notevole passo avanti negli anni tra il 1960 e il 1980, quando Patrick McIntosh ha introdotto una versione estesa del sistema di Zurigo.

McIntosh rivide le nove classi originali del sistema di Zurigo, portandole a sette, con l'omissione delle classi G e J. Furono poi introdotte due ulteriori sottoclassi, la prima per indicare con una lettera la penombra della macchia più grande di un gruppo e la seconda per indicare con un'altra lettera la distribuzione delle macchie all'interno del gruppo. Le informazioni supplementari che derivano dal sistema di classificazione a tre lettere di McIntosh lo hanno reso adeguato per la previsione dei *flare*.

Per classificare un gruppo di macchie solari utilizzando il *sistema di McIntosh*, un osservatore deve ispezionare visualmente il gruppo e determinare in che caso rientri utilizzando la descrizione a cui corrisponde ogni lettera del codice. Per esempio, se a un esame visuale un osservatore ritiene che un gruppo di macchie solari sia "unipolare con penombra" (H), che abbia una "piccola penombra rotonda con un diametro di 2,5 gradi eliografici o meno" (s) e che si tratti di "una macchia isolata" (x), la classificazione di McIntosh è "Hsx".

Che la pratica renda perfetti è un adagio che si applica anche alla classificazione di un gruppo di macchie solari. Per migliorare rapidamente, i neofiti possono fare raffronti tra la loro classificazione personale e quella pubblicata su Internet da parte di osservatori professionisti. Ad esempio, il Mees Solar Observatory nelle Hawaii fornisce giornalmente i dati sulla classificazione delle macchie solari. Questa attività permetterà di affinare le proprie capacità di osservazione, sviluppando nel contempo una migliore comprensione del ciclo di vita delle macchie solari. Per l'osservatore solare che voglia vedere un *flare* in luce

bianca, una buona comprensione del sistema di McIntosh è fondamentale per sapere dove e quando guardare (Tabella 4.1, Figura 4.7).

Tabella 4.1. Il sistema di classificazione delle macchie solari di McIntosh.

Classi di Zurigo (modificate)	
A	Macchia isolata, gruppo unipolare, nessuna penombra
B	Gruppo bipolare, nessuna penombra
C	Gruppo bipolare, una macchia con penombra
D	Gruppo bipolare, penombra su entrambe le macchie, lunghezza inferiore a 10°
E	Gruppo bipolare, penombra su entrambe le macchie, lunghezza 10-15°
F	Gruppo bipolare, penombra su entrambe le macchie, lunghezza superiore a 15°
H	Macchia isolata, gruppo unipolare, con penombra
Macchie più grandi di un gruppo	
x	Nessuna penombra
r	Solo una parte della macchia è circondata da una penombra rudimentale
s	Penombra simmetrica, diametro di 2°,5 o meno in direzione nord-sud
a	Penombra asimmetrica, diametro di 2°,5 o meno in direzione nord-sud
h	Penombra simmetrica, diametro superiore a 2°,5 in direzione nord-sud
k	Penombra asimmetrica, diametro superiore a 2°,5 in direzione nord-sud
Distribuzione all'interno del gruppo	
x	Gruppo unipolare, classi A o H
o	Poche o nessuna macchia fra precedente e seguente
i	Molte macchie tra precedente e seguente, nessuna con penombra sviluppata
c	Molte macchie tra precedente e seguente, almeno una con la penombra sviluppata

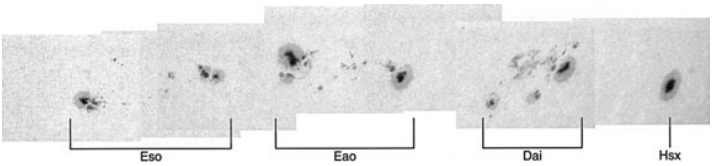

Figura 4.7 Immagine composita del Sole così come si presentava il 9 luglio 2000, con quattro gruppi di macchie con diversa classificazione di McIntosh. Immagine di Art Whipple.

I *flare* in luce bianca

Uno dei fenomeni più energetici che possa accadere nel Sistema Solare, anche se visibile solo per un breve lasso di tempo, è il *flare* (brillamento) in luce bianca (o White Light Flare, WLF). I WLF diventano visibili come un temporaneo aumento di luminosità di una zona posta vicino a un gruppo ben sviluppato di macchie solari. Possono avere l'aspetto di macchie, punti o bande di luce, con una luminosità che è di circa il 50% maggiore di quella della fotosfera circostante. Il primo brillamento solare a essere visto fu proprio un WLF, osservato il 1° settembre 1859 da Richard Carrington e confermato da Richard Hodgson.

4 I dettagli solari in luce bianca

I *flare* solari sono la manifestazione di un'intensa attività magnetica che si verifica nella cromosfera; in pratica, sono il risultato della liberazione di energia tra campi magnetici in conflitto fra loro. In luce H-alfa, un *flare* inizia spesso con uno o due punti luminosi che crescono in luminosità e dimensione durante un periodo di tempo che può andare da alcuni minuti a diverse ore e, a volte, si sviluppa come una struttura "a nastro". Se un *flare*, durante l'emissione di picco della sua energia, è sufficientemente attivo, può diventare visibile anche in luce integrale, cioè nel continuo solare. In genere, questo picco di emissione è evidente per meno di dieci minuti. Mai come in questo caso essere nel posto giusto al momento giusto può essere determinante per l'osservazione di un WLF. Chi scrive osserva il Sole in modo più o meno regolare fin dal 1990 e, in questo periodo, ha avuto solo un'occasione per osservare un WLF vero e proprio.

La mia osservazione di un WLF è stata del tutto fortuita. Successe il 24 novembre 2000. Di solito, in questo periodo dell'anno si fanno poche osservazioni solari; infatti, nel mese di novembre il Sole è piuttosto basso sull'orizzonte. Comunque sia, quella mattina stavo scansionando il lembo solare con un rifrattore munito di un filtro a banda stretta centrata sulla riga H-alfa dell'idrogeno, nella speranza di vedere qualche protuberanza. Dopo avere spazzato il lembo ovest, ho spostato il telescopio attraverso il disco solare per la scansione del lembo est. Appena mosso il telescopio, la mia attenzione fu attratta da una coppia di macchie chiare visibili nella penombra della regione attiva AR9236, contenente un gruppo di macchie solari di tipo Eko (classe di McIntosh), posta vicino al centro del disco solare. Una rapida occhiata attraverso un telescopio con un filtro a tutta apertura in luce bianca confermò che le chiazze erano diventate un WLF. In questo caso, si trattava solo di essere nel posto giusto al momento giusto. Il *flare* durò per altri 2 minuti, dopo aver seguito lo schema tipico dell'evoluzione di luminosità di questa classe di fenomeni, con una rapida salita fino al picco di emissione seguita da un decadimento più lento, fino alla scomparsa. Purtroppo, il breve lasso di tempo intercorso (15h 08m-15h 10m TU) non mi permise di fotografare l'evento. Più tardi ho scoperto che il collega astrofilo Art Whipple quella mattina aveva osservato il Sole ed era riuscito a registrare il *flare* con la sua attrezzatura.

Anche se un *flare* davvero brillante è un evento raro, gli astronomi sono convinti che WLF meno intensi possano essere visti molto più spesso. La chiave per l'osservazione di un WLF consiste nel sapere dove e quando guardare, essere metodici nell'approccio e ottimizzare il telescopio per la ricerca di questo tipo di eventi. I gruppi di macchie solari che si sono sviluppati fino a raggiungere le classi D, E e F di McIntosh sono noti per la produzione di intensi brillamenti solari. Le probabilità aumentano per quei gruppi che appartengono alle sottoclassi ki e kc, anche se non solo per queste. Occasionalmente, anche i gruppi di tipo Dai, Dso e Hsx mostrano *flare*. Per la caccia ai *flare* si può cominciare con la classificazione dei gruppi di macchie visibili sul Sole. Bisogna prestare molta attenzione alle penombre irregolari o ai frammenti di penombra nei pressi delle macchie solari e alle aree con aggregati di macchie poste tra la macchia precedente e quella seguente. Un *flare* in luce bianca può essere un fenomeno davvero transitorio e, per la sua scoperta, è richiesta un'ottima tempistica. Con uno sguardo occasionale al Sole è difficile avere successo nell'osservazione di un *flare* in luce bianca. Anche se la maggior parte di noi non può monitorare continuamente un gruppo di macchie solari, ci sono

occasioni in cui questo diventa possibile. Ad esempio, quando si lavora in cortile o in giardino durante un week-end, è possibile prendersi momenti di pausa con una certa frequenza per il monitoraggio di un gruppo di macchie sospettato di attività WLF. È un po' come la ricerca visuale delle comete: prima o poi se ne trova una.

L'ottimizzazione di un telescopio per la ricerca dei *flare* in luce bianca consiste semplicemente nel renderlo più selettivo nel filtraggio della luce solare. Per prima cosa è consigliabile l'osservazione diretta, poiché su uno schermo di proiezione solare sono visibili solo i *flare* più brillanti. L'idea di base per accrescere la probabilità di osservazione consiste nell'aumentare il contrasto tra il WLF e la fotosfera circostante. Per l'osservazione, è necessario usare un filtro a tutta apertura in mylar di densità visuale, con una buona trasmissione nel blu. L'uso di tale filtro consentirà alla luce nel continuo emessa dal *flare* di passare senza problemi, aumentando la sua visibilità. È possibile fare un ulteriore passo avanti per l'aumento del contrasto del WLF, abbinando al filtro in mylar per osservazioni visuali un filtro blu-chiaro da avvitare all'oculare.

Se si cercano i WLF con metodi video o fotografici si può provare a utilizzare filtri a banda stretta, con una banda passante pari o inferiore a 10 nm centrata alla lunghezza d'onda di circa 430 nm dello spettro solare, che corrisponde alla Banda-G, ove durante un *flare* compaiono righe spettrali anche in emissione. Questa tecnica aumenterà notevolmente la possibilità di osservare un WLF, ma le caratteristiche di trasmissione del filtro a banda stretta richiedono l'uso, sul telescopio, di un filtro a tutta apertura a densità fotografica (non visuale!). Di conseguenza, quando si usa questa tecnica, la maggiore quantità di luce blu trasmessa non è sicura per l'osservazione visuale; pertanto, sono consentite solo osservazioni video o fotografiche (si veda il capitolo sulla sicurezza).

Quando si osserva un WLF bisogna prendere nota, con la precisione del secondo, del tempo di inizio dell'osservazione e della scomparsa del fenomeno, della regione dove è apparso e della sua luminosità relativa rispetto alla fotosfera. Non bisogna trascurare di fotografare l'evento o almeno di fare schizzi che ne mostrino i cambiamenti d'aspetto. Infine, la relazione di queste rare osservazioni va inviata alle organizzazioni amatoriali adatte (cioè, alla Sezione Solare dell'ALPO, alla Divisione Solare della BAA, alla Sezione Sole dell'Unione Astrofili Italiani o al GruppoSole Ricerche Solari Italia (GsRSI)).

Le coordinate eliografiche

Se si osserva il Sole a occhio nudo o attraverso un telescopio, e si esclude l'oscuramento al bordo, la nostra stella appare come un disco piatto, con i dettagli che sfilano da est verso ovest. Tuttavia, in realtà, il Sole è un corpo sferico sospeso nel cielo diurno. Per questo motivo, quando si osservano le regioni poste lontano dal centro del Sole in prossimità del lembo, si ha una notevole deformazione prospettica del loro aspetto a causa della visione di scorcio.

Sulla Terra i geografi, per definire la posizione di un qualsiasi luogo del nostro pianeta, hanno introdotto il reticolo delle latitudini e delle longitudini. Gli utenti dotati di un dispositivo GPS sono in grado, attraverso la comunicazione con un certo numero di satelliti artificiali, di determinare esattamente la propria posizione

all'interno di questa griglia immaginaria di coordinate. Infatti, per noi terrestri è di vitale importanza sapere esattamente dove ci troviamo, la distanza che ci separa dalla nostra meta e la precisa posizione del luogo di destinazione. In un certo senso, il commercio e la comodità sono i cardini attorno a cui ruota il mondo moderno.

Anche l'osservatore solare, per fini analitici, necessita di un sistema un sistema di latitudini e longitudini che possa essere facilmente implementato sul disco solare. Ad esempio, può essere necessario definire la posizione di una nuova regione attiva per identificarla, in particolare se l'emisfero del Sole rivolto verso la Terra è affollato di tanti gruppi di macchie solari. Inoltre, qualsiasi studio del moto di una macchia solare rispetto alla fotosfera o ad altre macchie richiede l'esistenza di un sistema di riferimento. Tuttavia l'introduzione di un sistema di riferimento sul Sole, può essere un problema complicato dato che, a causa della rotazione differenziale, non si ha un punto di riferimento ben definito come si può avere su una superficie solida; inoltre, la Terra è in orbita attorno al Sole e questo porta a una continua variazione del punto dello spazio da cui si osserva. Un compito impegnativo? Sicuramente sì ma al giorno d'oggi c'è un metodo conveniente che un osservatore solare può usare per determinare le posizioni sul disco del Sole. Vediamolo nei dettagli.

Per definire una posizione sul Sole è richiesta la conoscenza di tre parametri, dipendenti dalla data e dall'ora di osservazione, che definiscono l'inclinazione e l'angolo di posizione dell'asse di rotazione solare così come visto dalla Terra. Il primo parametro è la misura dell'inclinazione verso la Terra che i poli solari assumono durante il percorso dell'orbita annuale. Questo parametro si indica con B_0 e rappresenta la latitudine eliografica del centro del disco solare. L'estrema inclinazione dell'emisfero settentrionale verso la Terra è di +7°,3 e si verifica all'inizio del mese di settembre. Al contrario, durante la prima settimana di marzo, è la regione polare sud del Sole a essere rivolta verso la Terra, e la latitudine al centro del disco diventa di –7°,3. Ci sono solo due brevi intervalli di tempo ogni anno in cui B_0 è esattamente 0°, e allora si sta guardando esattamente il centro del disco del Sole: questi periodi si collocano nei mesi di giugno e dicembre.

Il secondo parametro necessario è chiamato P_0, simbolo che sta per angolo di posizione. Il valore di P_0 rappresenta l'angolo, misurato positivo da nord verso est, fra l'asse di rotazione del Sole e l'asse di rotazione della Terra. Durante l'anno questo angolo oscilla per un totale di 52°,6 (±26°,3 rispetto al nord celeste). L'inclinazione massima del polo nord solare verso est si verifica nei primi giorni di aprile, con un valore di +26°,3. A mano a mano che la Terra si sposta lungo la sua orbita annuale, l'asse del Sole si sposta verso ovest fino a che il suo asse nord-sud è allineato con la direzione nord-sud celeste all'inizio di gennaio. Naturalmente, in questo momento $P_0 = 0°$. Oltre tale data, i valori di P_0 assumono un valore negativo e raggiungono il valore minimo verso ovest di –26°,3 attorno all'inizio di aprile. A questo punto, il movimento dell'asse solare si inverte, e il polo nord solare si sposta verso est fino ad assumere il valore $P_0 = 0°$ attorno alla prima settimana di luglio.

Tutto ciò che è necessario conoscere per fissare con precisione la latitudine di un punto sul Sole sono i due valori di B_0 e P_0 alla data di osservazione. Per trovare la longitudine è necessario definire il terzo parametro, una linea immaginaria che unisce il polo nord al polo sud solare, cioè l'equivalente del meridiano di Greenwich

qui sulla Terra. Questa linea è chiamata *meridiano centrale* (Central Meridian, CM) del Sole. Gli astronomi solari misurano la longitudine di un punto utilizzando come riferimento il meridiano centrale del giorno e dell'ora di osservazione. La longitudine del meridiano centrale (valore indicato con il simbolo L_0) è 0° all'inizio di ogni nuova rotazione solare, come determinato dal sistema di rotazioni di Carrington. La longitudine eliografica si misura in senso crescente da est verso ovest e, considerato che il Sole ruota da est verso ovest, la longitudine del CM diminuisce con il tempo, passando da 0° a 350° a 340° e così via. Il valore di L_0 diminuisce di 13°,2 al giorno, circa 0°,55 all'ora. Per ottenere la longitudine di un punto qualsiasi della fotosfera bisogna interpolare, da apposite tabelle, il valore di L_0 per il meridiano centrale per l'ora di osservazione e tenere conto della distanza in longitudine del dettaglio rispetto al meridiano centrale.

Annualmente, vengono pubblicate tabelle (le effemeridi solari) che elencano quotidianamente (di solito per le 0h TU) i valori di P_0, B_0 e L_0. Fra le diverse fonti per tali informazioni ci sono il l'*Astronomical Almanac* e l'*Observer's Handbook* della Royal Astronomical Society del Canada. Fra i riferimenti disponibili su Internet ci sono le effemeridi annuali pubblicate nelle pagine Web della Sezione Solare della Association of Lunar and Planetary Observers (A.L.P.O.). In alternativa, si può digitare una frase del tipo "Sun Ephemeris" nel proprio motore di ricerca per avere un elenco di numerose altre risorse Web. Le effemeridi solari giornaliere, fino all'inizio del 2014, che compaiono alla fine di questo libro, sono state calcolate da Brad Timerson dell'A.L.P.O.

Misura delle posizioni su una fotografia

Generalmente, per avere un'osservazione utilizzabile per la misura o la riduzione delle coordinate eliografiche delle macchie, è necessario fare un disegno o una fotografia dell'intero disco. Il disegno al telescopio è sicuramente un'attività rilassante, ma per l'osservatore solare dei nostri giorni il valore scientifico è ormai piuttosto limitato. Anche se il disegno è adatto per determinare la posizione di un gruppo di macchie attraverso la tecnica della proiezione dell'oculare (si veda il Capitolo 5), la precisione raggiungibile dipende tutta dall'abilità dell'autore, in particolare se si utilizza un metodo di osservazione diverso dalla proiezione. Date la natura dinamica del Sole e la rapida evoluzione cui sono soggette alcune sue caratteristiche, la scelta migliore per garantire una documentazione precisa e permanente è l'utilizzo della fotografia. Quando si tratta di registrare con accuratezza le osservazioni solari, la disponibilità di dispositivi come il personal computer e la macchina fotografica digitale rende davvero ardua la scelta di carta e matita, se non per osservazioni occasionali.

Una fotografia dell'intero disco del Sole è facile da misurare e, vicino al centro del disco, fornisce una posizione eliografica dei dettagli con una precisione di circa 1°. Naturalmente, per i dettagli più vicini al lembo, a causa della deformazione prospettica, la precisione è minore. La misurazione di una foto a disco intero del Sole può essere fatta matematicamente o tramite la sovrapposizione di una griglia di coordinate, chiamata *disco di Stonyhurst*. Probabilmente, il metodo di misura mediante sovrapposizione è meno noioso dell'altro, perché non richiede complicati

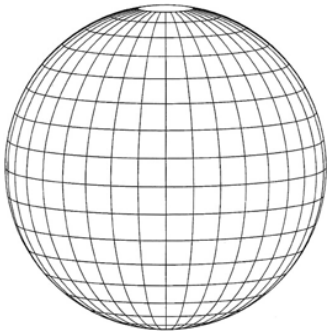

Figura 4.8 Un disco di Stonyhurst per un valore di B_0 pari a 7°. Se si ruota il reticolo di 180°, si ottiene il disco per B_0 = –7°.

calcoli matematici, quindi si tratta di una tecnica da preferire, specialmente per le osservazioni di *routine*.

Un disco di Stonyhurst è una griglia di coordinate che mostra le linee di latitudine e longitudine per uno specifico valore di B_0. Un tipico *set* di misura è costituito da dischi aventi valori di B_0 che vanno da 0° a 7° con incrementi di un grado. Se si ruotano i dischi di 180° si ottengono le griglie per i valori negativi di B_0, da –1° a –7°. I dischi di Stonyhurst sono ottenibili attraverso le associazioni di astrofili, ma il modo più semplice per averli è quello di scaricarli da Internet e stamparli tramite il computer. In rete sono disponibili diverse possibilità, compreso l'utilizzo delle risorse messe a disposizione dall'astrofilo inglese Peter Meadows (**www. petermeadows.com**). Questo sito fornisce *link* a dischi che si trovano in diversi formati e con una varietà di diametri in grado di soddisfare le esigenze di chiunque. Meadows ha scritto anche un eccellente *tutorial* sull'uso dei dischi e ha messo a disposizione un programma *freeware*, "Helio", che può essere utilizzato per determinare la posizione delle macchie solari a partire dalle coordinate rettangolari X e Y misurate sul disco solare, oltre a fornire i valori giornalieri dei parametri P_0, B_0 e L_0 (Figura 4.8).

La foto a disco intero del Sole che deve essere misurata per determinare le coordinate eliografiche delle macchie deve avere lo stesso diametro del disco di Stonyhurst. Naturalmente, maggiore è il diametro del disco solare, maggiore è la precisione che può essere raggiunta. La dimensione standard del disco solare per una foto a disco intero è di 150-180 mm. Il disco di Stonyhurst scaricato da Internet va stampato su una trasparenza o su una carta traslucida. Infatti, poiché la griglia di coordinate va sovrapposta a una fotografia, potrebbe essere difficile vedere i dettagli solari se il disco è stampato su un foglio di carta opaco.

Gli strumenti necessari per la misura di una foto includono: un disco di Stonyhurst con il valore corretto di B_0 per il giorno di osservazione, un goniometro, un righello, una penna a inchiostro punta fine, diversi fermagli o nastro adesivo, un ago e i valori di P_0 e L_0 per il giorno e l'ora di osservazione. Dopo aver misurato qualche foto, si potranno adottare scorciatoie personalizzate che faranno risparmiare tempo e passaggi manuali.

Per iniziare correttamente il lavoro, sulla foto a disco intero del Sole devono essere riportati i punti che indicano la direzione del nord-sud celeste o dell'est-

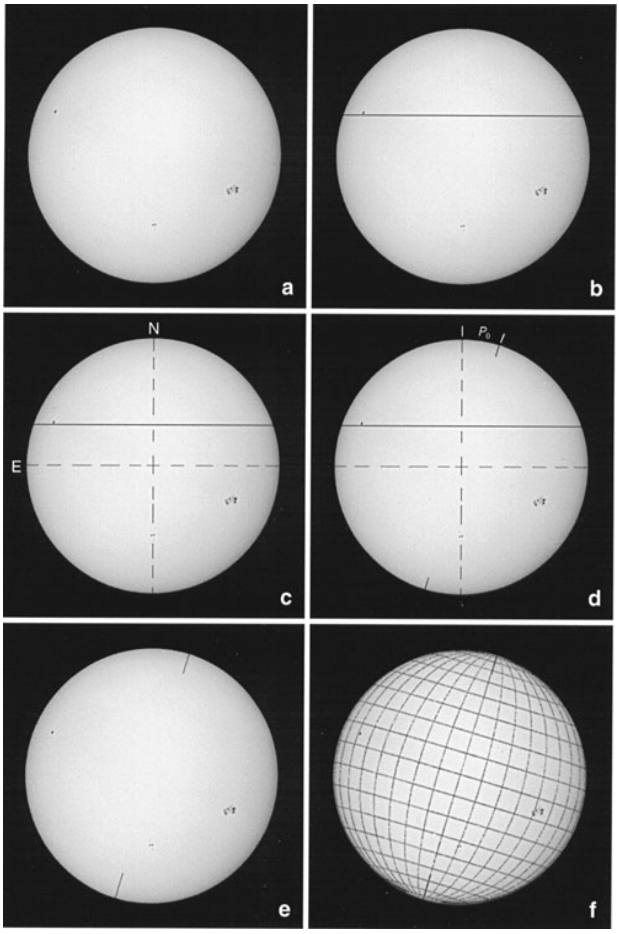

Figura 4.9 Come utilizzare un disco di Stonyhurst per la misura delle coordinate eliografiche delle macchie. Nella figura **a** è mostrata la foto di un'osservazione fatta il 29 maggio 2003 alle 15h 30m TU. In **b** è riportata la fotografia di allineamento, con il filo posizionato in modo tale che la macchia che si trova sul bordo solare a nord-est si sposti lungo il filo una volta spento il moto orario del telescopio. Nella figura **c**, sulla foto di allineamento è stata disegnata una linea tratteggiata in direzione E-O, parallela al filo, mentre la linea tratteggiata perpendicolare indica la direzione N-S. Sono identificati anche il nord e l'est celesti. Nella figura **d**, con l'ausilio di un goniometro, è stato tracciato l'orientamento dell'asse solare dato dal valore di P_0. La posizione dell'asse solare è stata trasferita sulla foto di osservazione in **e**. Sulla foto di osservazione in **f** è sovrapposto il disco di Stonyhurst con il valore corretto di B_0. In questo modo si possono leggere direttamente le coordinate solari, latitudine e longitudine, delle macchie. Il gruppo di grandi dimensioni posto a sud dell'equatore e a ovest del CM ha coordinate relative (07° sud; 42° ovest). Nel sistema di coordinate di Carrington, le coordinate sono: latitudine 7° S; longitudine 200°,7. La longitudine è stata determinata sommando alla longitudine del CM al tempo dell'osservazione (158°,7) la longitudine relativa di 42°.

ovest celeste, con la precisione di 1°. A questo scopo, alcuni osservatori ruotano la camera in modo tale che la parte superiore o inferiore del bordo del fotogramma sia parallela alla direzione E-O; questa orientazione si può ottenere guardando la direzione di deriva delle macchie solari quando il moto orario del telescopio è spento e ruotando la camera in modo tale che le macchie, alla fine, si muovano parallelamente al bordo del fotogramma. Un'ottima tecnica consiste nel riprendere una "fotografia di allineamento" prima di scattare la foto di osservazione vera e propria. Una foto di allineamento si può ottenere utilizzando il metodo della fotografia afocale (che consiste nel fotografare accostando la macchina fotografica, completa del suo obbiettivo, all'oculare del telescopio, così come si fa con l'occhio per l'osservazione visuale), usando un oculare che sia dotato di un reticolo a croce o, meglio ancora, di un unico filo sottile che divida in due il campo di vista. Spegnendo il motore di AR del telescopio si possono ruotare la fotocamera e l'oculare, in modo tale che la deriva delle macchie avvenga lungo un filo del reticolo, a croce o meno. Quando il filo è esattamente posizionato lungo la direzione est-ovest celeste, si porta il Sole al centro del campo e si scattano una o due foto, con il filo che attraversa la fotosfera. Un stampa di questa immagine, nella stessa scala della foto di osservazione, servirà come riferimento per individuare i veri poli, nord e sud, del Sole. Se la fotografia di allineamento è di qualità adeguata, può essere utilizzata direttamente per la misura delle coordinate eliografiche. Tutte le stampe delle fotografie devono essere orientate con il nord celeste in alto e l'est celeste a sinistra, cioè con lo stesso orientamento che ha il Sole quando si osserva a occhio nudo (naturalmente usando un filtro!).

Ora bisogna prendere la fotografia di allineamento e individuare i punti dell'est-ovest celeste, cosa che si può fare trovando il centro dell'emisfero visibile del Sole e tracciando una linea parallela a quella del filo di orientamento. A questo punto, bisogna tracciare una linea perpendicolare alla linea est-ovest che passi per il centro del Sole. Come risultato di queste operazioni, ora il Sole dovrebbe essere diviso in quattro quadranti uguali: la linea verticale definisce il N-S celeste, mentre quella orizzontale fornisce l'E-O celeste. Per individuare la posizione dell'asse di rotazione solare bisogna prendere un goniometro e misurare sul Sole il valore dell'angolo P_0, fornito dalle effemeridi per il giorno di osservazione, a partire dal punto del nord celeste. Bisogna ricordarsi che, a partire dal nord celeste, i valori positivi di P_0 sono misurati verso est, mentre i valori negativi sono misurati verso ovest. L'asse di rotazione solare si ottiene tracciando una linea che passa dal punto inclinato di P_0, attraversa il centro del Sole ed esce dall'emisfero opposto. L'intersezione superiore fra l'asse così tracciato e il bordo solare rappresenta la posizione del polo nord, mentre quella inferiore è il polo sud del Sole. Ora basta sovrapporre la foto di allineamento e quella di osservazione e, utilizzando un ago, fare dei piccoli fori attraverso entrambe le immagini in corrispondenza dei poli N e S. A questo punto, si possono utilizzare la penna e il righello per ridisegnare sulla foto di osservazione l'asse che unisce i poli nord e sud del Sole.

Ora che abbiamo l'orientamento del disco solare, è venuto il momento di usare il disco di Stonyhurst. Bisogna prendere il disco con il valore corretto di B_0 e posizionarlo sopra la foto di osservazione, in modo che il bordo coincida con il lembo del Sole. Ricordo che se il valore di B_0 è positivo, è rivolta verso l'osservatore la regione polare nord del Sole; questo effetto sarà visibile come un andamento leg-

germente ellittico delle linee di latitudine del disco di Stonyhurst. Quando si seleziona un disco dal *set* disponibile, bisogna scegliere quello con il valore di B_0 più vicino a quello del giorno di osservazione. Per esempio, se il valore di B_0 ricavato dalle effemeridi è di +4°,6 si può selezionare il disco di Stonyhurst con B_0 pari a +5°. Ora bisogna ruotare il disco con il reticolo di coordinate fino a quando la linea del meridiano centrale (N-S) si sovrappone esattamente all'asse solare nord-sud tracciato precedentemente sulla fotografia di osservazione. Per fare le misure ed evitare spostamenti non voluti, si può fissare temporaneamente il disco di Stonyhurst alla fotografia utilizzando fermagli o pezzi di scotch (Figura 4.9).

In questo modo, si è ottenuta una rappresentazione delle linee di latitudine e longitudine sulla fotosfera del disco solare. A questo punto, trovare la latitudine di una macchia è piuttosto semplice: l'equatore è indicato come 0°, e ogni linea parallela sopra o sotto rappresenta un incremento (o un decremento) di 10°. È probabile che per compiere alcune misure sia necessario interpolare tra le righe dei paralleli: il righello è utile anche per questo scopo. Le latitudini a nord dell'equatore sono indicate con la lettera N o con il segno positivo (+), mentre quelle a sud dell'equatore sono indicate con la lettera S o con il segno negativo (–). La longitudine solare è misurata a partire dal meridiano centrale e può essere espressa in due modi, secondo il sistema di Carrington o come longitudine "relativa". Con il sistema di Carrington, è necessario determinare la longitudine (L_0) del CM per il momento dell'osservazione. Il calcolo della longitudine di una macchia è quindi compiuto misurando la sua distanza in gradi dal CM, tenendo presente che la distanza in longitudine fra due meridiani consecutivi del disco di Stonyhurst è sempre di 10°. Anche qui, a volte potrebbe essere necessario interpolare tra due meridiani. Una volta nota la distanza della macchia dal CM in gradi, bisogna aggiungere o sottrarre questo valore dalla longitudine del CM. I valori di longitudine che si trovano a ovest del CM sono più elevati di L_0; quindi, se la macchia si trova a ovest del CM, per avere la sua longitudine bisogna sommare a L_0 la sua longitudine relativa. Al contrario, le longitudini che si trovano nell'emisfero est hanno valori minori rispetto a quella del CM: quindi, per avere la longitudine di una macchia bisogna sottrarre a L_0 la distanza della macchia dal CM. Il sistema di Carrington è utilizzato per le ricerche sulle regioni attive.

Il sistema relativo fornisce semplicemente la distanza di una macchia, in gradi, rispetto al CM. Una longitudine a est del meridiano centrale è indicata con la lettera E, una a ovest con la lettera O (o con la W di *west*). L'uso della longitudine relativa è conveniente e ampiamente accettato a patto di indicare, oltre alle coordinate eliografiche, anche la data e l'ora dell'osservazione.

5 La registrazione delle osservazioni in luce bianca

I programmi di osservazione

Quando si studia un aspetto particolare del Sole, è necessario l'utilizzo di una ben precisa metodologia osservativa. La partecipazione a un programma di osservazione organizzato è un ottimo modo per affinare la propria abilità di osservatore solare, aumentare le conoscenze sul Sole e dare un contributo alla scienza. Ad esempio, chi scrive ha imparato a riconoscere la qualità del *seeing* solo dopo aver partecipato regolarmente al programma di conteggio delle macchie solari gestito dall'AAVSO. In altre parole, rispetto a quello che si può imparare da soli, un piano di osservazione ben organizzato permette di conoscere in modo più approfondito sia i fenomeni solari sia la morfologia del Sole.

In tutto il mondo esistono diverse organizzazioni amatoriali che hanno lo scopo di coordinare le osservazioni condotte dai soci. Negli Stati Uniti, l'American Association of Variable Star Observers (AAVSO) ha una sezione dedicata all'osservazione solare. Lo scopo principale della Divisione Solare dell'AAVSO è quello di raccogliere i dati dagli osservatori interessati al conteggio delle macchie solari. Un altro gruppo, sempre negli Stati Uniti, è la Sezione Solare dell'Association of Lunar and Planetary Observer (ALPO), che raccoglie osservazioni sui fenomeni dinamici che avvengono sul Sole. Le immagini solari provenienti dai collaboratori dell'ALPO vengono pubblicate giornalmente sulla pagina *web* del gruppo e, attraverso Internet, è attiva una rete di comunicazione fra i diversi osservatori. In Inghilterra, anche la British Astronomical Association (BAA) ha una sezione solare molto attiva, che coordina il lavoro degli astrofili europei. In Italia, un compito analogo è svolto dalla Sezione Sole dell'Unione Astrofili Italiani (**http://sole.uai.it/**) e dal GruppoSole – Ricerche Solari Italia (**http://grupposole.astrofili.org/index.html**). Per iniziare, si può contattare qualcuno di questi gruppi e prendere visione dei loro programmi di osservazione. Si tratta di un ottimo modo per imparare cose nuove, dare un (piccolo) contributo alla scienza e fare nuove amicizie.

A questo punto viene spontaneo chiedersi: come fa una persona a trovare il programma osservativo giusto per sé? Beh, può sembrare una battuta, ma di solito è il programma che trova voi. Se avete una certa curiosità per il Sole, e l'avete certamente poiché state leggendo questo libro, ponetevi questa domanda: che cosa mi attrae nell'osservazione del Sole? Sono più interessato al numero delle macchie solari e alle loro posizioni sul Sole o tendo più a concentrarmi sul singolo gruppo e a seguirne l'evoluzione? Sono il tipo di persona che ama lavorare in gruppo, a un progetto comune, o preferisco andare là dove pochi sono arrivati, come una specie di moderno Cristoforo Colombo? Se risponderete a queste domande avrete un'idea di quale direzione prendere. Come è logico attendersi, gli studi sulle macchie solari tendono ad attrarre il maggior numero di partecipanti. Al contrario, lo studio di dettagli più esotici, come le facole polari, attrae un minor numero di osservatori. Qualunque sia la motivazione, se il Sole è il vostro *hobby*, ci sono tante vie da esplorare, ognuna delle quali vi farà diventare un osservatore sempre più provetto e vi permetterà di portare un vostro contributo agli innumerevoli dati che giornalmente vengono acquisiti sul Sole.

Come si osserva il Sole

I programmi di osservazione in luce bianca rientrano in due grandi categorie di studio: statistica o morfologica. Un esempio di programma osservativo che contribuisce alla raccolta di informazioni statistiche potrebbe essere la registrazione del numero relativo delle macchie solari (*R*), o la raccolta di dati che documentino la distribuzione dei gruppi o la classificazione delle macchie solari. Uno studio statistico simile potrebbe essere eseguito anche sull'attività facolare, compresa la raccolta di dati sui livelli di luminosità delle facole.

L'altra categoria di studi, quella morfologica, consiste nella registrazione dei cambiamenti fisici che avvengono nelle strutture solari. Ad esempio, un programma di morfologia potrebbe raccogliere i dati relativi all'andamento di un gruppo di macchie solari. Questo programma potrebbe includere anche una documentazione fotografica del ciclo di vita del gruppo mentre attraversa il disco del Sole. Un altro progetto potrebbe essere un'attività di sorveglianza visuale al fine di cogliere uno degli sfuggenti *flare* in luce bianca. Le possibilità di studio sono numerose e varie, limitate solo dalla creatività dell'osservatore.

Poiché non sarebbe possibile illustrarle tutte, qui ci limiteremo a discutere i programmi che sono stati portati avanti con successo in passato e che sono tuttora seguiti. Per la scelta dell'area di studio, bisogna solo considerare quali sono i nostri interessi, lasciandoci coinvolgere da un programma osservativo adatto alle nostre inclinazioni personali. La soddisfazione che si prova, grazie alla partecipazione a un programma di osservazioni finalizzate, è molto gratificante, così come il piacere che si trae dal coltivare questo *hobby*.

Programmi statistici

L'esistenza delle macchie solari è un fatto conosciuto da tempo. Gli astronomi cinesi le osservarono per primi, a occhio nudo, molti secoli fa. Tuttavia, è stato solo grazie alle prime osservazioni telescopiche, iniziate nel XVII secolo, che si è chiarita la natura delle macchie solari, delle facole e che si è scoperta la rotazione del Sole. A dare il contributo principale in questo campo sono stati Galileo e padre Ch. Scheiner. Successivamente, Heinrich Schwabe, impegnato nella sistematica ricerca del fantomatico pianeta intramercuriale, scoprì per caso la periodicità delle macchie solari. Schwabe registrava il numero e la posizione delle macchie solari solo per poterle scartare mentre andava alla ricerca (vana) di un possibile transito del nuovo pianeta sul disco del Sole.

Lo studio statistico moderno delle macchie solari è iniziato attorno al 1848, con le osservazioni condotte dall'astronomo svizzero Rudolf Wolf. Wolf era alla ricerca di un metodo oggettivo per la misura dell'attività solare. Il primo indicatore che prese in considerazione non si basava sul conteggio delle macchie solari, bensì sull'area occupata dalle macchie; purtroppo, mancavano le attrezzature necessarie per fare queste misure. Pertanto, Wolf adottò un indicatore numerico più semplice, che consiste nel numero delle macchie singole visibili sul disco del Sole, a cui si somma il prodotto del numero dei gruppi moltiplicato per dieci. La logica che sta dietro questa scelta, confermata da decenni di osservazioni, è che se prese indipendentemente l'una dall'altra nessuna delle due quantità fornisce un'indicazione realistica dell'attività solare: invece, combinate insieme, esse danno un quadro fedele dell'attività del Sole.

Naturalmente, con la cooperazione di molti osservatori le statistiche individuali pos-

sono essere mediate, così da ottenere un quadro preciso dell'attività solare quotidiana. Come discusso nel paragrafo precedente, esistono diverse organizzazioni amatoriali che hanno come scopo il coordinamento e la raccolta dei dati provenienti da diversi osservatori. Alcune di queste organizzazioni offrono programmi osservativi unici, diversi da tutti gli altri; altre associazioni promuovono programmi osservativi simili, con la raccolta di dati direttamente confrontabili. Indipendentemente da ciò, tutte queste associazioni hanno il merito di promuovere l'astronomia solare e di convogliare le energie degli astrofili verso una causa comune.

Il conteggio delle macchie solari

Per chi cerca un'attività che richieda un'attrezzatura minima, il conteggio delle macchie solari è di gran lunga il programma di osservazioni organizzato più utile e vantaggioso. Per la raccolta di dati scientificamente utili bastano un telescopio con uno schermo di proiezione solare, o un filtro a tutta apertura per l'osservazione diretta del Sole, un quadernetto d'appunti, una matita e un orologio. Inoltre, vantaggio non trascurabile, il tempo trascorso al telescopio è minimo. Infatti, per completare un'osservazione sono necessari solo alcuni minuti al giorno.

Il numero ufficiale delle macchie solari è una stima che si ottiene dalla raccolta delle osservazioni effettuate da un gran numero di osservatori indipendenti. Gli astrofili più esperti in questo tipo di osservazioni ritengono che il conteggio delle macchie solari sia più un'arte che una scienza. Questo in parte è vero, perché sono molti i fattori che contribuiscono alle differenze fra un osservatore e l'altro: l'esperienza, le condizioni del *seeing*, la strumentazione utilizzata ecc. Ad esempio, Wolf, per i suoi conteggi delle macchie solari, utilizzava un rifrattore di 80 mm di diametro con un ingrandimento di 64×. In condizioni analoghe, un telescopio di diametro maggiore con un ingrandimento più elevato e con un osservatore altrettanto qualificato, a causa della migliore risoluzione, potrebbe mostrare (supposto che esistano) anche le macchie più piccole. Poi c'è il problema di riuscire a distinguere fra una macchia solare di piccole dimensione e un poro. L'osservatore non dovrebbe contare i pori: tuttavia, ciò che per un osservatore è un poro potrebbe non esserlo per un altro. In definitiva, il conteggio delle macchie solari non è una operazione così scontata come potrebbe sembrare a prima vista.

Il numero relativo delle macchie solari, indicato con la lettera R, secondo lo standard stabilito da Wolf oltre un secolo e mezzo fa, è calcolato mediante la formula $R = 10g + s$. Il numero totale di gruppi di macchie solari, visibile per un dato osservatore nel corso di una sessione, viene designato con la lettera g; il numero totale delle macchie solari individuali è indicato dalla lettera s. Una volta ottenuti i dati, il calcolo di R è piuttosto semplice e i valori possono essere conservati in forma tabellare nel *notebook* dell'osservatore. Spesso, l'organizzazione che raccoglie i dati moltiplica il numero di Wolf stabilito dall'osservatore per un fattore di scala, indicato con la lettera k. Lo scopo di k è correggere per le variabili descritte sopra, vale a dire per il livello di esperienza, le condizioni locali del *seeing* e le differenze fra gli strumenti. Altro scopo di k è collegare le osservazioni moderne con quelle risalenti ai tempi di Wolf, in modo che venga mantenuta la continuità storica delle osservazioni. Il numero corretto relativo delle macchie solari è dato da $R = k\,(10g + s)$.

Ora lasciatemi descrivere come si svolge una mia tipica sessione osservativa; even-

tualmente, potrete sviluppare una procedura simile che possa andare bene per voi. Prima di tutto va ricordato che in questa attività è importante compiere osservazioni regolari, anche per sviluppare e serbare l'abilità necessaria. Fare un conteggio di macchie solari per soli due o tre giorni al mese, sul lungo termine garantisce risultati piuttosto scarsi. Per questo è necessario osservare il più spesso possibile: l'ideale sarebbe farlo ogni giorno sereno. Nel mio caso, per il conteggio quotidiano delle macchie ho optato per un orario fisso. Di solito, il momento che sono in grado di sfruttare per l'osservazione solare è a metà mattina, prima della pausa pranzo. Il conteggio giornaliero delle macchie solari è sempre al primo punto del mio ordine del giorno.

La sessione inizia dirigendo il telescopio verso il Sole. Il puntamento preciso si ottiene sia guardando l'ombra proiettata sul terreno, sia utilizzando un puntatore solare a foro stenopeico. Per l'osservazione diretta, preferisco usare un filtro obbiettivo a tutta apertura. Se utilizzo un dispositivo di proiezione, lo schermo deve essere riparato dalla luce solare, perché in caso contrario le macchie più piccole saranno difficili, o del tutto impossibili, da vedere. Poiché la maggior parte degli osservatori utilizza l'osservazione diretta, limiterò la mia discussione a questo metodo. Per quanto mi riguarda, registro il conteggio del numero di macchie solari fatto al telescopio su un modulo osservativo cartaceo, prestampato, di dimensioni 10×15 cm (4×6 pollici). Su questo foglio è riportato un disco, utile per delineare la posizione approssimativa di tutti i gruppi di macchie presenti sul Sole. Sullo stesso modulo è previsto uno spazio per annotare informazioni riguardanti gli strumenti utilizzati, le condizioni del *seeing* e altre note pertinenti l'osservazione. Il disegno può essere utile quando si vuole individuare un gruppo di macchie solari nella successiva sessione di osservazione, perché il gruppo potrebbe essersi evoluto in modo tale da renderne difficile l'identificazione. Come si ricorderà, da un giorno all'altro la rotazione solare sposta i dettagli del disco sempre un po' più a ovest.

Nella Figura 5.1 è riportato un esempio del modulo prestampato utilizzato per la sessione di osservazione del 29 maggio 2003. Con il rifrattore che uso, il diagonale stellare

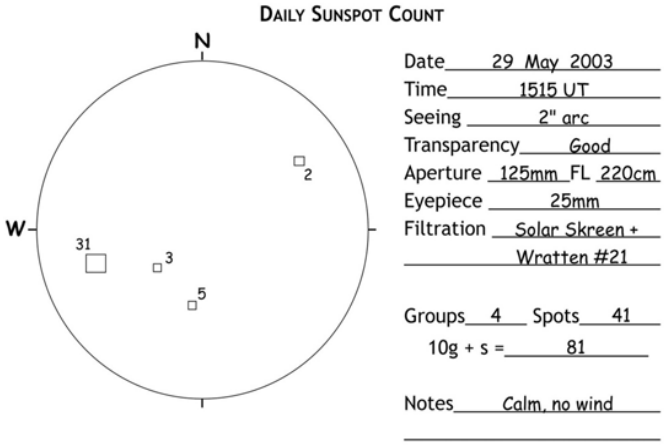

Figura 5.1 Il modulo prestampato per la registrazione del conteggio giornaliero delle macchie solari.

crea l'orientamento dell'immagine indicata nel disegno, con il nord in alto e l'ovest a sinistra. Naturalmente, il vostro telescopio potrebbe avere un orientamento diverso. Quella indicata sul modulo osservativo è l'orientazione celeste, che può essere trovata facilmente muovendo con delicatezza il telescopio nelle direzioni N, S, E, O e prendendo atto dello spostamento del Sole. Dopo aver inquadrato il Sole, bisogna selezionare un oculare che fornisca un ingrandimento adatto per vedere l'intero disco solare. Per il conteggio delle macchie solari io uso spesso un filtro Wratten rosso/arancione da avvitare all'oculare. Lo scopo del filtro Wratten è scurire artificialmente l'ombra e fare in modo che le macchie solari piccole e deboli siano più facilmente distinguibili contro lo sfondo chiaro della fotosfera. La messa a fuoco del telescopio è un fattore critico e va fatta su un gruppo di macchie solari ben visibile. Se nessun gruppo è visibile, per focheggiare si può utilizzare il bordo solare. In un qualsiasi programma statistico la coerenza è un fattore particolarmente importante. Poiché i risultati sono ottenibili solo dopo un lungo periodo di tempo, uso sempre lo stesso strumento e riporto solo le informazioni di cui sono assolutamente certo.

Una volta centrato il disco solare all'interno del campo dell'oculare, faccio una scansione nelle zone dove si presentano le macchie solari – entro 35° dall'equatore solare, su entrambi i lati –, prendo nota di tutti i gruppi che vedo e disegno le loro posizioni di massima all'interno del disco prestampato. A questo scopo, per velocizzare l'operazione è utile disegnare un gruppo come un quadrato o un rettangolo, con l'area proporzionale all'estensione del gruppo. A volte, per rendere meglio visibili le macchie più piccole, può essere necessario "scuotere" leggermente il tubo del telescopio: in questo modo, l'occhio riesce a focalizzarsi meglio sui dettagli minuti.

Questo è il motivo per cui, nell'osservazione solare, la scienza diventa un'arte. Per riconoscere se quanto si osserva è un singolo gruppo oppure due o più gruppi vicini è necessaria una buona familiarità con il sistema di classificazione di McIntosh. Scambiare due gruppi per uno solo riduce il numero di Wolf di 10 unità e, se questo errore lo si fa spesso, il valore di *R* sarà irrimediabilmente impreciso.

Per evitare questo problema, io mi regolo in questo modo: se un insieme di macchie solari non rientra nel sistema di classificazione dei gruppi di McIntosh lo rivaluto, in modo da definirlo come una serie di gruppi molto vicini. A questo scopo, avere a portata di mano una carta con stampate le classi di McIntosh da usare come riferimento è davvero un'ottima idea. Se pensate di adottare un modulo prestampato, simile a quello che utilizzo io per registrare le osservazioni, può risultare vantaggioso fare l'elenco delle classi dei gruppi di macchie sul retro del modulo, in modo da avere un quadro generale della situazione sulla fotosfera.

Per determinare lo *status* di un gruppo è di grande aiuto l'esecuzione di osservazioni solari regolari. Per quale motivo? Perché un osservatore regolare è il diretto testimone del processo evolutivo di un gruppo. Nei giorni in cui non sono in grado di osservare, utilizzo Internet per mantenere una "connessione" sempre aperta con l'attività del Sole, in modo da seguire comunque l'evoluzione delle regioni attive. Ma, naturalmente, mi astengo dal "controllo" *online* del Sole se, più tardi, ho intenzione di osservare. Non voglio che il mio quotidiano conteggio delle macchie solari possa venire influenzato da quello che avrei potuto vedere sul *web*.

Alcuni osservatori, per distinguere un gruppo da un altro, utilizzano la "regola dei 10°". Questa regola stabilisce che "qualsiasi macchia o gruppo di macchie che sia distante almeno 10° di latitudine o longitudine eliografica da qualsiasi altra macchia

conta come una regione attiva [gruppo]". Di tanto in tanto, due gruppi si possono formare entro 10° l'uno dall'altro, e la "regola" deve essere modificata per tenere conto della situazione. Tuttavia, nella maggior parte dei casi, i gruppi avranno una separazione di oltre 10° e la regola è applicabile senza problemi.

Dopo aver individuato, a basso ingrandimento, i gruppi di macchie solari, si può cambiare l'oculare e passare a 90-100×. A questo punto, partendo dal lembo solare, si inizia un'attenta scansione della zona delle macchie solari, alla ricerca dei gruppi più piccoli e compatti. Ricordatevi che una singola macchia isolata è considerata come un gruppo; se se ne osserva una durante la scansione a medio ingrandimento, va riportata sul disegno. Per aiutare l'occhio a distinguere le macchie dallo sfondo della fotosfera si può sempre utilizzare un filtro supplementare rosso/arancione, ma con una tonalità più chiara rispetto a prima perché, utilizzando un maggiore ingrandimento, ora la visione è più scura.

Una volta sicuri di avere osservato tutti i gruppi presenti sulla fotosfera, utilizzando ancora l'oculare da 90-100×, si può partire da un lato del Sole per ispezionare ogni gruppo, per il conteggio delle singole macchie solari. Il numero totale di macchie in ciascun gruppo viene scritto sul disegno del disco, accanto al quadrato o al rettangolo corrispondente, per poi passare al gruppo successivo. Questo processo continua fino a quando sono state contate tutte le macchie.

A questo punto sorge spontanea la domanda: "Quali strutture possono essere considerate macchie e quali no?". Un granulo può apparire grigiastro; un poro è più scuro di un granulo, con un diametro medio di 2-3 secondi d'arco, ma nessuna di queste strutture viene conteggiata come macchia solare. L'ombra di una macchia solare è più scura di un poro e può avere un diametro di diversi secondi d'arco, fino a raggiungere dimensioni abbastanza grandi da essere osservabile a occhio nudo. Ogni macchia che sia congiunta a un'altra viene conteggiata come un'unica macchia; non appena le due parti si separano e non si toccano più, si contano come due macchie. Un ponte di luce può dividere una macchia solare ma, fino a quando le due parti non sono completamente separate, essa va considerata come una sola macchia. Le penombre e i frammenti di penombra non vengono contati come macchie solari; se diventa difficile distinguere piccoli pezzi di penombra dall'ombra, si può usare il test di luminosità, confrontando la macchia sospetta con l'ombra più vicina disponibile. Se la differenza di luminosità è significativa, si può considerare la macchia sospetta come una penombra. Al contrario, se sono simili, va contata come una macchia. Anni di osservazione mi hanno insegnato che l'esperienza è la migliore maestra "nell'arte" del conteggio delle macchie solari.

Dopo aver contato tutte le macchie – durante il periodo di massimo delle macchie solari, si può facilmente superare il centinaio – bisogna tornare al punto di partenza e ripetere il conteggio. È abbastanza facile perdere una macchia qua e là ma, con il doppio conteggio, è possibile correggere la scheda dove necessario. Dopo il secondo conteggio di conferma, basta compilare i rimanenti campi del modulo: la data, l'ora di tempo universale (ora media di Greenwich) di quando è stato completato il conteggio, la stima del *seeing* e delle condizioni di trasparenza e, infine, i dati sugli strumenti utilizzati. Si noti che l'oculare riportato nel modulo è quello usato per contare le macchie, non quello per la valutazione dei gruppi. Il numero relativo di Wolf è calcolato a partire dal numero di gruppi e dal totale di macchie solari osservate e il valore deve essere riportato sul modulo. Le schede di osservazione relative a un mese vanno tutte raccolte fino a completare il *report* mensile che dovrà essere presentato all'organizzazione amatoriale competente per la raccolta.

5 La registrazione delle osservazioni in luce bianca

Un'alternativa al precedente metodo dei moduli cartacei giornalieri, destinata agli esperti di statistica che desiderino seguire un programma di osservazione più dettagliato, consiste nel mantenere un foglio di registro su un blocco per appunti o in un *notebook*. Un esempio di foglio di registro è mostrato nella Figura 5.2, che illustra un tipico mese di conteggio delle macchie solari.

Daily Sunspot Count MONTH/YEAR June / 2003

	UT	S	T	Gn	Sn	Gs	Ss	G-total	S-total	R
01	1530	2"	G	2	12	2	12	4	24	64
02	1530	2"	G	2	15	1	6	3	21	51
03										
04										
05	1545	<1"	E	4	25	2	2	6	27	87
06	1540	2"	G	4	50	2	6	6	56	116
07										
08										
09										
10	1615	5"	F	3	87	3	59	6	146	206
11	1619	2"	F	4	83	3	69	7	152	222
12	1544	1"	G	3	51	3	89	6	140	200
13	1530	1"	G	3	30	3	85	6	115	175
14	1530	2"	G	3	9	3	42	6	51	111
15										
16										
17	1650	3"	G	2	14	4	29	6	43	103
18	1647	4"	G	2	15	4	26	6	41	101
19	1550	4"	F	2	17	4	57	6	74	134
20										
21	1626	2"	F	3	26	3	72	6	98	158
22	1645	2"	F	2	20	2	54	4	74	114
23	1640	3"	F	2	33	3	31	5	64	114
24	1635	2"	F	3	41	2	35	5	76	126
25	1700	1"	G	5	38	3	16	8	54	134
26	1725	1"	G	6	54	2	14	8	68	148
27										
28										
29	1538	3"	G	7	32	3	33	10	65	165
30										
31										
Monthly Total				62	652	52	737	114	1389	2529
Monthly Average				3.3	34.3	2.7	38.8	6	73.1	133

Aperture 125mm fl 2200mm Eyepiece fl 25mm Magnification 90x

Filtration Baader Visual Objective + Wratten #21

Figura 5.2. Il foglio di registro relativo al mese di giugno 2003.

Il modulo per il *report* mensile fornito dalle diverse organizzazioni amatoriali ha un formato simile a quello della Figura 5.2, che ho disegnato usando semplicemente il computer di casa. Il formato elettronico è comodo perché, quando ne serve una copia, basta stamparla. Si noterà che sul foglio di registro ci sono ulteriori informazioni rispetto al modulo cartaceo con riportato il solo disco solare. Nell'intestazione della pagina, le colonne sono le seguenti:

UT è il Tempo Universale (al termine dell'osservazione);
S sono le condizioni del *seeing* (definite con il metodo del secondo d'arco);
T è la trasparenza del cielo: eccellente, buona, media o scarsa;
Gn è il numero dei gruppi di macchie solari a nord dell'equatore solare;
Sn è il numero di macchie solari a nord dell'equatore solare;
Gs è il numero dei gruppi di macchie solari a sud dell'equatore solare;
Ss è il numero di macchie solari a sud dell'equatore solare;
G-total è la somma di Gn e Gs;
S-total è la somma di Sn e Ss;
R è il numero relativo di Wolf delle macchie solari, calcolato con $R = 10g + s$.

Per comodità, in calce al modulo sono riportati il totale e i valori medi mensili. Per il calcolo della media ci si deve basare sul numero effettivo di giorni di osservazione, non sul numero totale dei giorni di un mese. I dati riguardanti il telescopio potrebbero anche essere prestampati perché, quotidianamente, viene usata sempre la stessa strumentazione. Si noti come l'ingrandimento riportato sul modulo sia quello usato per il conteggio delle singole macchie solari, non quello impiegato per l'individuazione dei gruppi.

Una volta in possesso di una certa quantità di medie mensili dei numeri di Wolf, è possibile fare il grafico per illustrare visivamente l'andamento dell'attività solare in funzione del tempo, come mostrato in Figura 4.1. Dai dati desunti dalla compilazione delle tabelle mensili si può calcolare una quantità statistica relativa ai gruppi delle macchie solari, chiamata *frequenza media giornaliera* (o *Mean Daily Frequency*, MDF). Per calcolare l'MDF per il mese in questione, bisogna sommare i totali giornalieri dei gruppi di macchie solari e dividere per il numero di giorni in cui si è effettivamente osservato. Nella Figura 5.2 la MDF per il mese in questione vale 6, ed è stata calcolata come la somma della colonna "G-total" divisa per 19, il numero dei giorni di osservazione. Trovare l'MDF è anche più semplice del conteggio delle macchie solari, perché richiede solo il conteggio delle regioni attive presenti sul Sole che abbiano al proprio interno macchie solari visibili. Se si fa un grafico dell'MDF in funzione del tempo, si ritroverà il medesimo andamento dell'attività solare che si trova con il numero di Wolf.

Grazie alla registrazione dei gruppi e delle macchie in base all'emisfero in cui si sviluppano, si può condurre uno studio statistico più complesso. Il registro mensile riporta queste informazioni nelle colonne Gn, Sn, Gs e Ss. La raccolta di questi dati è importante, perché non è detto che l'attività in un emisfero sia uguale e quella dell'altro. Un osservatore che collabori a un altro progetto potrebbe voler determinare il valore esatto della latitudine eliografica dei gruppi, ma qui non è strettamente necessario. Quando si riporta la latitudine delle macchie solari in funzione del tempo, si trova un andamento caratteristico, chiamato *diagramma a farfalla*. Con l'avanzare del ciclo solare, un diagramma a farfalla visualizza la migrazione delle macchie solari dalle latitudini maggiori verso la regione equatoriale. La chiave per portare avanti studi approfonditi in questo

campo è saper riconoscere se un gruppo è a nord o a sud dall'equatore solare. Come si ricorderà, l'asse di rotazione del Sole sembra oscillare da est a ovest e viceversa mentre la Terra percorre la sua annuale orbita eliocentrica e questo, di mese in mese, cambia la posizione apparente dell'equatore solare. Come abbiamo visto nel capitolo precedente, mentre l'orientazione celeste del disco solare visibile all'oculare si può ottenere facilmente attraverso piccoli movimenti del tubo del telescopio, questo non è possibile per il vero orientamento solare che, al più, si può solo stimare grossolanamente a occhio, prassi inaccettabile per questo tipo di raccolta dati.

Un modo per trovare l'equatore solare a partire da una fotografia o un disegno del disco solare correttamente orientato, consiste nell'utilizzare un disco di Stonyhurst con il valore corretto di B_0 per il giorno di osservazione. Quando si misura una fotografia dell'intero disco solare, come indicato nel Capitolo 4, l'equatore del Sole è evidente. Tuttavia, non tutti gli osservatori del Sole sono anche fotografi e quindi la misura della posizione delle macchie deve essere fatta con un approccio leggermente diverso.

A questo proposito, si può usare la *piramide di Hossfield*, ideale per fare un disegno della posizione delle macchie che, successivamente, potranno essere misurate usando un disco di Stonyhurst. Per fare il disegno preciso della posizione delle macchie sulla fotosfera si può porre sullo schermo di proiezione un foglio di carta bianca, con prestampato un disco attraversato da due linee perpendicolari, passanti per il centro. Naturalmente, è importante che questo "disegno in bianco" abbia lo stesso diametro del disco di Stonyhurst con cui si farà la misura. La dimensione dell'immagine proiettata del Sole deve essere regolata in modo tale da adattarsi al bordo del disco prestampato; dopo di che, bisogna ruotare il disegno in bianco fino a quando una macchia solare non derivi esattamente lungo una delle due linee perpendicolari. A questo punto, si possono segnare con una matita le estremità della linea dell'est-ovest celeste, in modo da non confonderla in seguito con l'altra linea, perpendicolare alla prima, che rappresenta la direzione nord-sud celeste. Un osservatore dotato di un telescopio con montatura equatoriale può tranquillamente seguire tutti questi passaggi, ma se il telescopio è su una montatura altazimutale o in stile Dobson bisogna fare il lavoro in fretta, altrimenti la rotazione di campo, che è un riflesso della rotazione terrestre attorno al proprio asse, può compromettere la precisione del disegno.

Giunti a questo punto, si può centrare il disco del Sole proiettato sul disegno in bianco e, facendo molta attenzione, si può segnare la posizione di tutti i gruppi di macchie solari visibili utilizzando, a piacere, punti, brevi trattini, cerchi, quadrati o rettangoli. Per il conteggio delle macchie solari non è assolutamente necessario fare una rappresentazione artistica di un gruppo. Infatti, lo scopo di questa attività è solo quello di determinare la posizione dei gruppi di macchie che si trovano sul Sole. Una volta identificati tutti i gruppi, si possono anche contare direttamente le macchie solari visibili sullo schermo di proiezione. Tuttavia, per fare un conteggio realistico delle macchie solari è preferibile utilizzare il metodo dell'osservazione diretta. Il motivo che sta alla base di questa scelta è che le macchie piccole, che in generale sono abbondanti in un gruppo ben sviluppato, possono perdersi nella trama dello schermo di proiezione e alterare così i risultati. Inoltre, osservando il Sole direttamente tramite il telescopio, il contrasto è migliore e le macchie sono più evidenti, in particolare se si usa un filtro supplementare. Quindi, a questo punto, una volta segnata la posizione dei gruppi, bisogna rimuovere il disegno dallo schermo di proiezione, passare al filtro obbiettivo, fare il conteggio delle macchie e segnare, sul disegno, il numero di macchie visibili per ciascun gruppo.

Naturalmente, una volta completata l'osservazione, bisogna segnare tutte le informazioni pertinenti sul disegno: ora, data, condizioni del *seeing* e così via. Più tardi, con un goniometro, bisogna trovare l'angolo di posizione del polo nord (P_0) del Sole rispetto alla linea N-S tracciata sul disegno appena terminato. Una volta segnata sul disegno, con una matita, la posizione del valore corretto di P_0, vi si può posizionare sopra il disco di Stonyhurst, naturalmente con il valore di B_0 corrispondente a quello del giorno dell'osservazione. Visualizzato l'equatore solare, si potrà individuare subito quali gruppi si trovano nell'emisfero settentrionale e quali in quello meridionale.

Se un gruppo è posizionato molto lontano dall'equatore solare, non è strettamente indispensabile utilizzare un disco di Stonyhurst. Tuttavia, spesso i gruppi si formano all'interno di una zona che si trova a pochi gradi eliografici dall'equatore, quindi l'utilizzo del disco diventa assolutamente necessario per individuare, con sicurezza, l'emisfero solare. Questo accade specialmente in prossimità del minimo dell'attività solare perché, in accordo con la legge di Spörer, le macchie solari verso la fine di un ciclo si formano a basse latitudini.

Le facole polari

Un altro programma statistico, ideale per un osservatore in luce bianca, consiste nel monitoraggio quotidiano e nella registrazione del numero delle *facole polari*. Questo fenomeno è visibile nei pressi del lembo solare, ma solo a latitudini eliografiche pari o superiori a 55°. Le facole polari appaiono come piccole macchie luminose, tondeggianti o allungate, visibili in fotosfera e hanno una durata che può variare da pochi minuti ad alcuni giorni (vedi Capitolo 4).

Per questa attività è necessaria l'osservazione diretta, con almeno un telescopio di 100-125 mm di apertura, durante periodi con condizioni di *seeing* perfette. Questi dettagli, di solito, sono piccoli e a basso contrasto, e ciò rende difficile la loro osservazione tramite uno schermo di proiezione solare. Per questo motivo, è raccomandabile l'uso di un filtro obbiettivo a tutta apertura, meglio se abbinato a un filtro supplementare, da avvitare all'oculare, con trasmissione nella regione verde dello spettro.

Lo scopo del monitoraggio delle facole polari è quello di documentare il numero di facole visibili durante una sessione osservativa. Dal momento che molte delle facole appaiono e scompaiono rapidamente, per l'osservazione non è necessario spendere troppo tempo. Si può iniziare la scansione a circa 75-100× a partire dal lembo solare e a latitudini superiori a 50° nord o sud, muovendosi verso l'interno per circa un quarto del raggio solare. In questo modo, seguendo un percorso a forma di arco, si può andare da un lembo a quello opposto, passando attraverso la regione polare del Sole. Per essere sicuri delle facole osservate, conviene fare un paio di passaggi avanti e indietro, dopo di che si può andare sull'altro emisfero e ripetere il processo. Va ricordato che in alcuni mesi dell'anno il polo nord o sud del Sole è puntato verso la Terra. In questi periodi sarà favorita l'osservazione di una regione polare rispetto all'altra, quindi ci si deve aspettare uno squilibrio nel conteggio delle facole polari fra i due emisferi.

Il modulo per la registrazione delle facole polari non è molto complesso: può bastare una colonna o due aggiunte al modulo per la registrazione delle macchie solari. Si può usare una colonna per elencare il numero di facole visibili nell'emisfero nord e una

seconda colonna per le facole delle regioni meridionali – oppure si può usare una singola colonna per riportare il numero totale di facole visibili. Per trovare il numero medio mensile delle facole osservate basta sommare i valori riportati nella colonna e dividere per il numero dei giorni di osservazione. Gli osservatori che, attraverso lunghe sessioni, si dedicano particolarmente alle facole polari, potrebbero tentare di documentare visualmente l'evoluzione di alcune di queste strutture. Si comprende bene che queste osservazioni non rappresentano un vero e proprio studio statistico, quanto semmai uno studio morfologico.

Programmi morfologici

I programmi morfologici riguardano lo studio del cambiamento d'aspetto dei dettagli del Sole. Esempi di dati acquisiti per lo studio morfologico del Sole possono essere il disegno di un gruppo di macchie solari, uno schizzo dell'intero disco o una foto raffigurante le posizioni delle macchie solari, oppure una fotografia ad alta risoluzione di una facola o della struttura della granulazione. Si tratta di un'area di ricerca che molti osservatori ritengono gratificante ed eccitante. Per l'astronomo solare dilettante che si occupa di morfologia, vale sicuramente il vecchio adagio che un'immagine vale più di mille parole.

In sostanza, lo scopo di una qualsiasi registrazione, visuale o fotografica, è raccontare la storia di un evento. In un certo senso, l'astrofotografo che riesce a ottenere anche un'unica, ma dettagliata, foto del Sole, tiene nella propria mano un istante della vita della nostra stella. Il valore dell'osservazione consiste proprio in questo e, a causa della rapida evoluzione del Sole, tutte le registrazioni sono ugualmente importanti. Quindi, ciascuna registrazione ha una particolarità tutta sua, e una serie di foto è particolarmente utile per illustrare tutti i mutevoli aspetti del Sole. Ad esempio, tra le sequenze di immagini più significative ci sono quelle che illustrano lo sviluppo di un gruppo di macchie solari, dalla prima apparizione al bordo orientale fino al passaggio attraverso il disco solare. Oppure, può capitare che un gruppo di piccole macchie sulla fotosfera evolva molto rapidamente e in modo imprevisto in un gigantesco gruppo di macchie solari. Una serie di fotografie che documenti questo processo è senz'altro molto interessante per l'astrofilo. Per un dilettante evoluto, c'è anche la possibilità di produrre brevi filmati dei fenomeni solari, in grado di dare vita a quelle che, altrimenti, sarebbero solo brevi istantanee dell'esperienza solare osservativa.

Disegni o fotografie?

Come abbiamo già detto, questo libro non incoraggia più di tanto il disegno dei dettagli solari. Certo, esistono momenti in cui carta e matita sono l'unico mezzo disponibile per la registrazione di un evento. E per una semplice annotazione, uno schizzo serve egregiamente allo scopo. Tuttavia, nel ventunesimo secolo la disponibilità di molti dispositivi di registrazione (fotocamere digitali, *webcam* ecc.), nonché la proliferazione dei computer, hanno reso il disegno quasi più un esercizio terapeutico che uno strumento in grado di produrre risultati scientificamente utili.

Una fotografia di qualità (un'immagine, nel linguaggio moderno) di un dettaglio

solare fornisce una rappresentazione molto più accurata rispetto al disegno, a meno che, naturalmente, non si abbia l'abilità tecnica necessaria per creare uno schizzo qualitativamente superiore. Ricordo che i dettagli solari sono in costante evoluzione e, considerato che ci vuole tempo per produrre un disegno particolareggiato, spesso un dettaglio cambia d'aspetto, talvolta sensibilmente, fra l'istante in cui il disegno inizia e quello in cui termina. Questo nuoce all'oggettività del disegno. D'altra parte, una fotografia congela in modo efficace il tempo all'istante in cui viene ripresa; infatti, un tipico tempo di esposizione per il Sole ha la durata di un batter d'occhio. Anche il possessore di una semplice fotocamera digitale compatta è in grado di produrre risultati che rivaleggiano con le migliori foto ottenute nei circoli amatoriali di solo una generazione fa. Per questo motivo, per un dilettante interessato alla morfologia solare è molto meglio spendere le proprie energie nel fare fotografie del Sole, piuttosto che tentare di disegnare i dettagli osservati. Con questo in mente, nelle pagine che seguono presenteremo alcuni programmi fotografici che un osservatore dilettante potrebbe seguire. Per evitare ripetizioni, le istruzioni dettagliate per le tecniche fotografiche saranno discusse in un capitolo successivo intitolato *La fotografia solare*.

Le foto a disco intero

In tutto il mondo, gli Osservatori solari professionali cercano di ottenere, giornalmente, foto dell'intero disco del Sole in luce bianca, così come in altre lunghezze d'onda selezionate. Queste foto sono utilizzate per analizzare il movimento e la deriva delle regioni attive. Naturalmente, non tutti gli osservatori hanno condizioni meteorologiche o di *seeing* ideali durante tutto l'anno, e questo dà la possibilità agli astronomi dilettanti di contribuire utilmente alla raccolta quotidiana dei dati – vale a dire, di partecipare ai programmi fotografici di una data organizzazione amatoriale. Andando a colmare i vuoti che, inevitabilmente, si aprono fra i ranghi professionali, il fotografo solare amatoriale può dare un contributo significativo all'astronomia solare e, nello stesso tempo, godersi il proprio *hobby*.

Ottenere una fotografia dell'intero disco solare in luce bianca non è troppo diverso dal riprendere immagini della Luna. Spesso viene suggerito ai fotografi neofiti di iniziare tentando di riprendere immagini delle fasi della Luna. Dopo aver appreso le tecniche necessarie per ottenere immagini nitide del satellite naturale della Terra, passare al Sole sarà molto più facile. La Luna offre un paesaggio piuttosto ricco di dettagli, e vicino al terminatore i contrasti sono talmente elevati che mettere a fuoco la macchina fotografica è un gioco da ragazzi. I tempi di esposizione per la Luna e per il Sole sono abbastanza simili, poiché la maggior parte dei filtri per l'osservazione solare visuale riduce la luminosità del Sole circa al livello della Luna Piena. Prima di tentare l'*imaging* di un obbiettivo ambizioso come il Sole, è importante acquisire una buona esperienza nelle riprese lunari. Infatti, sul Sole i dettagli tendono a essere di basso contrasto e talvolta sono difficili da vedere attraverso la turbolenza atmosferica del cielo diurno. La fotografia della Luna garantirà i primi successi e farà acquisire quell'esperienza che risulterà utile nella fotografia del Sole.

Per portare avanti un programma di *imaging* dell'intero disco solare, l'ideale sarebbe fotografare il Sole ogni giorno sereno. Se si è osservatori da fine settimana, non ci si può aspettare di essere in grado di contribuire sistematicamente a questo tipo di programma.

5 La registrazione delle osservazioni in luce bianca

Una volta fissata la frequenza di *routine* delle riprese, per ottenere le foto solari bastano solo alcuni minuti al giorno. La fotografia a disco intero ben si addice a un osservatore che può prendere un impegno a lungo termine, ma che ha tempo solo per sessioni di breve durata. Le attrezzature supplementari richieste per questa attività, una semplice macchina fotografica digitale e un computer, si trovano nella maggior parte delle nostre case: quindi, non v'è praticamente alcun incremento di costo rispetto all'osservazione visuale.

Un programma sistematico di fotografia dell'intero disco solare in luce bianca consiste nell'ottenere giornalmente una foto, nitida e contrastata, che mostri la posizione dei dettagli sul disco. La foto dovrebbe avere un formato standard, in modo tale da poter confrontare immagini successive riprese in giorni diversi. Per il corretto orientamento di una foto del Sole bisogna mettere il nord celeste in alto e l'est a sinistra, proprio come il Sole appare quando transita sul meridiano di un osservatore dell'emisfero settentrionale che guardi verso sud. Per indicare con precisione queste direzioni sarebbe anche opportuno avere alcuni marcatori all'interno della foto.

Alcuni osservatori professionali utilizzano il valore giornaliero di P_0 per regolare l'orientamento, in modo tale che l'asse solare N-S coincida con l'asse verticale della foto. Come indicato nel capitolo precedente, il corretto orientamento celeste di una fotografia può essere trovato rapidamente utilizzando il metodo di allineamento fotografico che prevede l'uso di un crocicchio o di un filo. Un metodo alternativo per stabilire l'orientamento celeste consiste semplicemente nel posizionare la fotocamera in modo tale che i quattro bordi del *frame* siano paralleli alle direzioni N-S e E-O celesti; questo orientamento si può raggiungere osservando la deriva delle macchie solari attraverso il *display* LCD della fotocamera. Come controllo per il corretto orientamento della fotografia, si può effettuare un confronto tra le posizioni delle macchie solari nella foto e le posizioni che risultano dallo schizzo fatto per il conteggio delle macchie solari. È bene fare questo controllo perché è facile ottenere, accidentalmente, un'immagine invertita e avere l'est al posto dell'ovest o il nord al posto del sud.

La foto dell'intero disco solare dovrebbe essere stampata su carta fotografica nel formato standard di 20 × 25 cm (8 × 10 pollici), con un diametro del disco di 18 cm. Anche se non è una regola standard, questa è la dimensione preferita dalla maggior parte degli astronomi professionisti; infatti, con questo formato, il disco del Sole è abbastanza grande da permettere la visione di dettagli dello stesso ordine di grandezza della granulazione. Per lo stesso motivo, anche il *file* digitale destinato alla visualizzazione sullo schermo dovrebbe avere un disco con dimensioni di 18 cm e una risoluzione minima di 72 dpi. Tutte le informazioni necessarie devono essere incluse nella foto, scritte sul retro nel caso di una stampa fotografica convenzionale, oppure incorporate direttamente nel *file* digitale. Senza queste informazioni il valore dell'osservazione è nullo. Una foto a disco intero deve essere identificata almeno dalla data e dal Tempo Universale in cui è stata ottenuta. Dovrebbe anche essere incluso il nome dell'osservatore, le informazioni concernenti le condizioni del *seeing* al momento della ripresa e i dati tecnici, come il telescopio impiegato, i filtri utilizzati, il tempo di esposizione e il dispositivo di registrazione. Per alcuni esempi di tipiche fotografie dell'intero disco solare si veda la Figura 5.3.

Naturalmente, i dati più facilmente ottenibili da una fotografia dell'intero disco riguardano lo stato della fotosfera al momento della ripresa. Che cosa sta sorgendo al bordo est e cosa sta scomparendo al bordo ovest? Che cosa sta accadendo altrove?

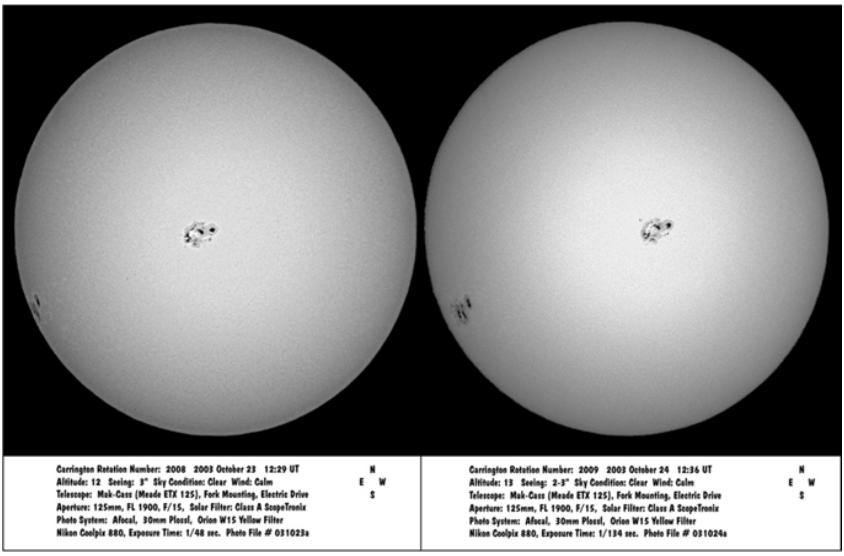

Figura 5.3. Un paio di foto dell'intero disco solare che illustrano lo spostamento dei dettagli in luce bianca nell'arco di 24 ore. Immagini di Howard Eskildsen.

Inoltre, con una fotografia si possono ottenere rapidamente le coordinate eliografiche di un qualsiasi dettaglio della fotosfera. Un confronto tra le coordinate ottenute in un certo periodo di tempo per regioni attive poste a diverse latitudini mostrerà la rotazione differenziale del Sole. Con una serie di foto giornaliere dell'intero disco si potrà avere un quadro interessante dell'attività solare. Anche la zona delle macchie solari diventerà evidente, perché le macchie si svilupperanno nella regione che si estende fra circa 35° nord e sud dall'equatore solare. Se si fa un grafico in funzione del tempo della latitudine delle macchie, emergerà il fenomeno della lenta migrazione dal polo verso l'equatore, al progredire del ciclo di attività. Di tanto in tanto, un osservatore potrà riconoscere un altro schema di attività delle macchie solari all'interno di specifiche regioni di longitudine; questo fenomeno potrebbe essere esplorato attraverso un programma fotografico dell'intero disco. Le istruzioni per la determinazione delle coordinate eliografiche attraverso l'uso di un disco di Stonyhurst si trovano nel Capitolo 4.

In genere, una foto dell'intero disco solare ha una risoluzione di 2-3 secondi d'arco. Trovare condizioni con *seeing* di 1 secondo d'arco o migliore sopra l'intera fotosfera è un evento piuttosto raro; l'atmosfera terrestre non perdona. Tuttavia, anche in condizioni di *seeing* mediocre, l'evoluzione di molti dettagli fotosferici è degna di nota. La crescita e il decadimento di un'ombra e di una penombra, la deformazione e la rotazione di un gruppo di macchie solari, lo sviluppo di un ponte di luce o la comparsa sulla scena di piccole macchie o pori che scompariranno in seguito sono tutti fenomeni evidenti in un'immagine a disco intero. Non è impossibile che, nel corso di una sessione fotografica, si manifesti anche un raro *flare* in luce bianca. Produrre fotografie a disco intero è un ottimo modo per acquisire familiarità con i meccanismi che agiscono sul Sole e, cosa

ancora più importante, in questo modo l'osservatore può documentare un breve istante di vita del proprio oggetto di studio. Questo istante non si ripeterà mai più ma, grazie all'immagine ripresa, potrà essere rivisto e analizzato in un qualsiasi momento futuro.

Dopo che il fotografo ha perfezionato la tecnica e raggiunta l'abilità necessaria per questo settore della morfologia solare, il passo logico successivo consiste nel riprendere foto, ancora più dettagliate (in alta risoluzione), di una specifica regione attiva. Quando si riprendono con la macchina digitale primi piani delle macchie solari, delle facole e di soggetti simili sono richieste pazienza, attenzione al dettaglio e, più semplicemente, un po' di fortuna.

Fotografia delle regioni attive

Lo scopo della fotografia delle regioni attive del Sole è quello di ottenere immagini dettagliate dei centri di attività con una risoluzione pari a 1 secondo d'arco, o migliore. Per questo motivo, la fotografia in alta risoluzione del Sole può essere particolarmente difficile per il neofita. Non sono necessarie competenze tecniche elevate: il problema maggiore è la turbolenza dell'atmosfera, che lavora costantemente a nostro sfavore. Purtroppo, quando si ingrandisce l'immagine del Sole per visualizzare i dettagli più fini, i disturbi che provengono dalle condizioni del *seeing* e dai difetti dello strumento vengono enormemente amplificati.

In genere, le condizioni atmosferiche necessarie per questo tipo di lavoro si verificano solo durante brevi periodi del giorno, il che significa che è cruciale "essere nel posto giusto, al momento giusto". Per l'osservatore solare, la visibilità della granulazione può servire come un ottimo indicatore del *seeing*. Quando la granulazione è chiaramente visibile, allora la risoluzione è pari o migliore di 1 secondo d'arco. Se la granulazione è sfocata, ma può ancora essere vista, il *seeing* è dell'ordine di 2-3 secondi d'arco. Se ci si trova in una condizione peggiore di quelle descritte, allora il *seeing* può essere ritenuto insufficiente ed è inutile riprendere fotografie in alta risoluzione, a meno che, naturalmente, non ci sia qualche particolare che sta subendo un importante cambiamento evolutivo, il che mette l'osservatore in una situazione del tipo ora o mai più.

Mentre la fotografia a disco intero è l'ideale per il dilettante in grado di osservare il Sole ogni giorno sereno, quelli che fotografano le regioni attive possono osservare solo quando sono in grado di farlo o se un evento inaspettato richiede particolare attenzione. Mentre una foto dell'intero disco, una volta stabilita una *routine* osservativa, può essere presa piuttosto rapidamente, la fotografia delle regioni attive richiede una sessione osservativa molto più lunga, durante la quale l'astrofilo deve controllare costantemente le condizioni del *seeing* e riprendere fotografie solo quando l'immagine è la più nitida possibile. Se desiderate raccontare la storia completa di quanto è accaduto in una regione attiva bisognerà mettere in conto, più o meno, un'ora al giorno da trascorrere al telescopio per tutta la durata dell'evoluzione.

La Figura 5.4 è un esempio di una serie di foto, prese a media risoluzione, che mostrano, a distanza di circa un giorno, l'evoluzione avvenuta entro la regione attiva AR0898 dal 3 all'8 luglio 2006. La macchia simmetrica della AR0898 divenne ben visibile a occhio nudo solo un paio di giorni prima dell'inizio della ripresa delle immagini. Notate come l'ombra, subito dopo il primo giorno di osservazione, abbia assunto una forma allungata. Successivamente, nell'ombra si è formato un ponte di luce e l'e-

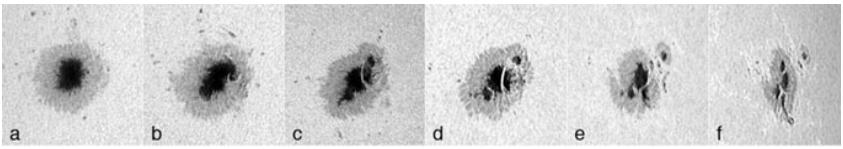

Figura 5.4. Una serie di immagini, scattate a distanza di circa 24 h, della regione attiva AR0898, che inizia con l'immagine "a" del 3 luglio 2006. Tutte le immagini sono di Gema Araujo, fatta eccezione per la "c", che è di Jamey Jenkins.

voluzione della macchia è proseguita con la frammentazione e il decadimento dell'ombra. L'immagine "f" è leggermente fuorviante, a causa della deformazione prospettica della macchia solare, prossima al tramonto al bordo ovest del Sole.

Anche se una serie completa di foto, riprese al momento giusto, può essere importante, pure le singole immagini lo sono. A volte non si può osservare per diversi giorni consecutivi, e il programma osservativo finisce per avere foto sporadiche o irregolarmente distanziate nel tempo. Spesso, sono le condizioni del *seeing* che impediscono di ottenere foto di qualità uniforme, e molte immagini diventano inutilizzabili. La foto sporadica di alta qualità può contenere informazioni importanti, che non sempre vengono registrate da altri osservatori. Ciascuna singola foto ci dice questo: ecco ciò che stava accadendo sul Sole in quel momento. Quando una foto degna di nota viene combinata con altre foto della stessa qualità (ma di osservatori diversi), si può ricostruire la storia completa di un evento. Quindi, ogni singola immagine potrebbe essere il pezzo mancante di un *puzzle* affascinante, ed ecco che di nuovo emerge l'importanza di partecipare a un programma osservativo organizzato.

Una caratteristica insolita, che l'osservatore solare può fotografare, è il fenomeno delle facole polari. Come già detto, si tratta di strutture piccole, transitorie e a basso contrasto che appaiono al di fuori delle regioni delle macchie solari.

Per migliorare la visibilità di questi minuscoli frammenti di facole, si può osservare usando un filtro supplementare verde o blu. Una singola immagine che mostri la posizione e la forma di una facola polare è interessante, ma ancora più interessante sarebbe catturare una sequenza di foto che mostrassero la nascita e la decadenza di queste strutture. Considerata la durata relativamente breve delle facole polari (in alcuni casi solo alcuni minuti), per realizzare questo progetto basterebbe anche una singola sessione osservativa.

Allo stesso modo, il monitoraggio delle comuni facole che appaiono vicino al bordo est del Sole nella zona della macchie solari potrebbe fornire l'occasione per catturare i primi stadi di sviluppo di un gruppo di macchie solari. Una macchia solare inizia come un poro che si forma nei pressi di una facola, cresce fino a diventare una macchia d'ombra, sviluppa una penombra e, alla fine, diventa una macchia solare matura. Non tutti i pori però passano attraverso questo schema evolutivo; molti si indeboliscono e decadono prima di raggiungere la fase della macchia d'ombra. Tenendo d'occhio i gruppi di pori per un periodo di diverse settimane o più, in particolare quelli associati con regioni facolari grandi e luminose, si potrebbe registrare l'intero ciclo di vita di un gruppo di macchie solari. Osservare una regione facolare luminosa che non contiene pori potrebbe offrire l'opportunità di fotografare la nascita e la scomparsa dei singoli pori (Figura 5.5).

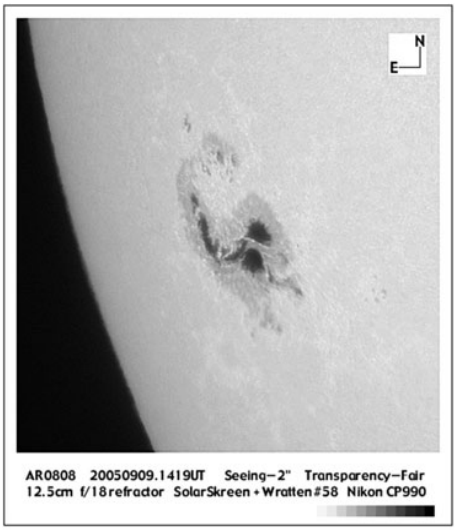

Figura 5.5. Una foto ripresa per il monitoraggio di una regione attiva. Immagine di Jamey Jenkins.

Un progetto avanzato che un astrofilo potrebbe perseguire è la fotografia dei dettagli all'interno delle ombre delle macchie solari. Queste riprese si possono fare a patto di aumentare di diverse volte il normale tempo di esposizione fotosferica, fino ad accumulare una quantità di luce sufficiente, proveniente dalla regione più buia delle macchie solari. In questo modo, verranno sovraesposte e "bruciate" la granulazione fotosferica e la struttura della penombra, ma diventeranno visibili i granuli, i punti d'ombra, i punti luminosi, i particolari della struttura dei ponti di luce e il nucleo dell'ombra. Il nucleo di una macchia solare è l'area dell'ombra in cui si ha la massima intensità del campo magnetico. Considerato che in questa regione si ha l'intensità luminosa minore, si ha anche, secondo la legge di Stefan-Boltzmann, la temperatura più bassa.

Per ottenere foto dettagliate dell'ombra sono necessarie eccellenti condizioni di *seeing*, altrimenti i dettagli granulari si "spalmano" e risultano invisibili. Inoltre, bisogna calibrare il tempo di esposizione per il singolo caso, perché la luminosità dell'ombra è variabile da una macchia all'altra. Un ulteriore passo avanti consiste nell'introdurre un diaframma regolabile nel fuoco dell'obbiettivo del telescopio, in modo da bloccare tutta la luce in ingresso, tranne quella dell'ombra. Questo accessorio è molto utile. La luce spuria diffusa è estremamente dannosa per la ripresa delle caratteristiche a basso contrasto che si trovano nell'ombra. Con questi accorgimenti si potranno ottenere immagini in alta risoluzione dell'interno dell'ombra, ed evidenziare così strutture che normalmente vanno perse se si usano le procedure fotografiche convenzionali.

Un altro metodo per l'esame dell'ombra delle macchie solari e delle regioni circostanti consiste nella creazione di una mappa di contorno con l'uso delle isofote. Una isofota è una curva, in scala di grigi o a colori, che unisce le aree con intensità uguali o simili. Per un osservatore visuale, riconoscere i delicati contrasti che si trovano all'interno di un'ombra può essere impegnativo. Al contrario, utilizzando questa tecnica, l'osservatore può individuare una serie di caratteristiche interessanti, tra cui gli anelli luminosi interni ed esterni, deboli ponti di luce e il punto di minima intensità all'interno dell'ombra, cioè il nucleo.

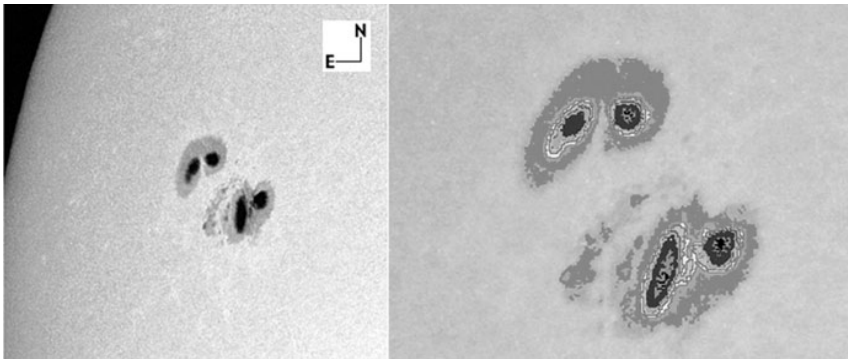

Figura 5.6. A sinistra è mostrata una foto convenzionale della regione attiva AR9415. A destra ne è mostrata la relativa mappa con le isofote, creata per mostrare le aree con intensità luminosa e temperatura simili (vedi testo). Immagini di Jamey Jenkins.

Per la generazione di una mappa di contorno con le isofote, a partire da una foto in alta risoluzione, basta usare un computer dotato di un buon *software* per l'*editing* delle immagini. In passato, sarebbe stato necessario trascorrere ore e ore in camera oscura per creare le maschere in grado di separare i diversi livelli di densità di un negativo. Oggi, il lavoro per produrre *file* con le intensità luminose separate consiste in pochi click del *mouse*.

Le immagini della Figura 5.6 sono tipiche di ciò che si può ottenere da una mappa a isofote di una fotografia. Questa foto è del 5 aprile 2001 e mostra il gruppo AR9415 mentre sorge al bordo est del Sole. Le aree della mappa che hanno la stessa tonalità sono regioni di luminosità, e di temperatura, simile. Si noti che le macchie precedenti (cioè verso ovest) in entrambe le coppie presentano la minore intensità, e questo marca la posizione del nucleo d'ombra in ciascuna di esse. Le istruzioni per la creazione di una mappa di contorno con le isofote verranno esposte in un capitolo successivo, dal titolo *La fotografia solare*.

Così come si fa per una foto a disco intero, anche l'immagine di una regione attiva deve essere documentata con la data e l'ora (in minuti) di quando è stata ripresa. Come nome della foto si può usare il numero AR della regione attiva fotografata.

Naturalmente, vanno anche riportate le condizioni del *seeing* e quelle della trasparenza del cielo, così come le informazioni tecniche relative al telescopio, ai filtri usati, al tempo di esposizione, senza dimenticare il nome dell'osservatore. Come al solito, questi dati possono essere riportati sul retro di una stampa fotografica convenzionale o incorporate direttamente nell'immagine digitale.

Come per le foto a disco intero, la visualizzazione dell'immagine finale in alta risoluzione, sullo schermo o su carta fotografica, è conveniente solo se l'orientamento è quello standard, cioè con il nord celeste in alto e l'est celeste a sinistra. A questo scopo, di solito si collocano alcuni puntatori nella foto finale, che indicano la direzione del nord e dell'est celeste. Per evitare errori, sempre in agguato in questo tipo di attività, si potrebbe anche fare un rapido schizzo al telescopio delle macchie solari o degli altri dettagli che si stanno fotografando, e segnare su di esso le indicazioni per l'orientamento celeste, in modo da avere un riferimento durante l'elaborazione dell'immagine al computer.

6 L'osservazione del Sole in luce monocromatica

Al di sopra della fotosfera

Nel Capitolo 1 è stata usata l'analogia con una palla da baseball per descrivere gli strati che compongono l'interno del Sole. Il rivestimento esterno, cioè l'involucro di pelle che avvolge la palla da baseball, è l'analogo del primo di una serie di strati che costituiscono l'atmosfera solare, quello che è chiamato *fotosfera* (sfera della luce), che si vede quando si osserva in luce integrale, cioè nel continuo solare. La fotosfera è la sede delle macchie solari e di altri fenomeni, ed è anche la sorgente della maggior parte dei fotoni che provengono dal Sole. La luminosità della fotosfera domina su quella degli strati più esterni dell'atmosfera solare, che sono la cromosfera e la corona.

La regione direttamente sopra la fotosfera è la *cromosfera* (che significa sfera del colore), uno strato di gas molto meno denso, quasi trasparente, di circa 2000 km di spessore che ha una temperatura media di 10.000 K. All'interno di questo strato si sviluppano fenomeni spettacolari che l'astronomo dilettante può seguire e studiare. Spicole, protuberanze, filamenti e *flare* sono alcune delle manifestazioni che possono essere osservate comunemente. La cromosfera è ben visibile nel corso di un'eclisse solare totale come un anello rosso-rosa che circonda il bordo della Luna quando il nostro satellite occulta il Sole durante la totalità. La mia prima occasione di scrutare la cromosfera fu nell'eclisse totale del febbraio 1979, visibile da Brandon (Manitoba, Canada). Venni talmente colpito dalla bellezza dell'anello colorato rossastro da cui si innalzavano le protuberanze che da allora iniziai a occuparmi di astronomia solare. Molti hanno paragonato l'esperienza dell'osservazione della cromosfera durante le eclissi con la prima visione telescopica di Saturno. È vero, si tratta in entrambi i casi di esperienze indimenticabili, che lasciano un segno. Al di sopra della cromosfera, estesa verso lo spazio e di colore bianco perla, si trova la corona, l'atmosfera esterna del Sole.

La *corona* è un miscuglio di colori, dal violetto al rosso. La luminosità della corona è molto minore di quella della fotosfera, dell'ordine di un milione di volte. Oltre che durante un'eclisse solare, il solo modo per osservare la corona è mediante l'utilizzo di un sofisticato strumento professionale, il *coronografo*. Un coronografo per l'osservazione dal suolo è uno strumento molto complesso, che richiede il massimo di pulizia di tutti i componenti, il più importante dei quali è il disco occultatore che maschera l'accecante bagliore della fotosfera.
Normalmente, uno strumento di questo tipo viene utilizzato in stazioni osservative in alta montagna, al di sopra degli strati più densi dell'atmosfera terrestre, per far sì che l'effetto di diffusione della luce sia minimo. Tuttavia, le osservazioni coronali professionali vengono svolte generalmente a bordo di veicoli spaziali costruiti appositamente per l'osservazione solare. Per quanto riguarda gli astronomi dilettanti, gli studi della corona sono limitati ai pochi minuti in cui si rende visibile durante un'eclisse totale.

Come è stato detto in precedenza, la visione della cromosfera è problematica, a causa della forte differenza di luminosità con la sottostante fotosfera. È un po' come cercare di vedere un fiammifero acceso posto davanti a un potente faro: l'in-

tenso fascio luminoso del faro cancella senza pietà la debole luce proveniente dalla fiamma. Così fa la fotosfera nei confronti della ben più debole cromosfera. Bisognerebbe trovare il modo per "spegnere" la fotosfera, bloccandone la luce al fine di isolare quella proveniente dalla cromosfera.

Gli osservatori moderni conseguono questo obbiettivo osservando il Sole attraverso un filtro speciale che blocca la luce fotosferica e lascia passare solo quella cromosferica. Una tale modalità di osservazione viene chiamata *monocromatica*, a indicare che la visione è relativa a un solo colore.

L'emissione e l'assorbimento della radiazione

Se un raggio di luce solare viene fatto passare attraverso un dispositivo di dispersione, come un prisma o un reticolo di diffrazione, la radiazione si scompone nelle diverse componenti cromatiche, dal rosso al violetto, creando qualcosa di equivalente a un arcobaleno, che fisici e astronomi chiamano *spettro*. Se la dispersione è sufficiente, e si guarda con molta attenzione, si potranno rilevare sottili linee scure presenti nello spettro. Fu l'astronomo tedesco Joseph Fraunhofer, agli inizi del XIX secolo, a osservare per primo questa stranezza. Ora queste righe, in suo onore, sono chiamate *righe di Fraunhofer* o *righe spettrali*. Queste righe e, soprattutto, la loro posizione nello spettro, sono la "firma" lasciata nella luce solare dagli elementi chimici che compongono la fotosfera. Le righe spettrali sono la "Stele di Rosetta" che permette agli astronomi di determinare la composizione chimica del nostro Sole, delle stelle e delle galassie.

In laboratorio, i chimici dell'epoca di Fraunhofer avevano scoperto che quando un elemento viene riscaldato fino alla vaporizzazione emette luce: se questa luce viene studiata per mezzo di uno spettroscopio, si osserva un insieme di righe che sono caratteristiche di ogni elemento chimico. In questo caso, però, le righe non erano scure (cioè in assorbimento), bensì luminose (in emissione), ma comunque alle stesse lunghezze d'onda delle righe scure presenti nella fotosfera solare. All'epoca, le domande senza risposta erano: perché le righe sono scure in un caso e luminose nell'altro? E che cosa determina la medesima posizione delle righe spettrali?

Gustav Kirchhoff, fisico del XIX secolo, si occupò dello studio e della catalogazione delle righe spettrali degli elementi. Kirchhoff, attraverso un paziente lavoro, riuscì a determinare le leggi che stanno alla base della moderna analisi spettrale. Le leggi di Kirchhoff, riviste secondo la fisica quantistica attuale (Kirchhoff non possedeva il concetto di livello energetico di un atomo), affermano che: (1) un corpo denso, portato all'incandescenza produce uno spettro continuo, dal rosso al violetto, privo di righe spettrali; (2) se si osserva una sorgente di spettro continuo attraverso uno strato di gas freddo e trasparente, appaiono righe scure, chiamate *righe di assorbimento*, che dipendono dai livelli di energia posseduti dagli atomi presenti nel gas interposto; (3) i gas caldi e trasparenti emettono righe spettrali luminose, dette *righe di emissione*, che dipendono dai livelli di energia posseduti dagli atomi del gas.

Il Sole, al di sotto della fotosfera, produce uno spettro continuo, perché il gas è denso e opaco e si comporta come un solido. I gas della fotosfera producono invece righe spettrali scure, perché sono un poco più freddi e rarefatti degli strati

sottostanti. Infine, la cromosfera, in particolare al lembo, produce righe in emissione che si rendono visibili proiettandosi sul nero del fondo cielo.

Le caratteristiche righe di assorbimento/emissione che si trovano negli spettri sono dovute al fatto che gli atomi assorbono o emettono fotoni (luce) solo a determinate lunghezze d'onda. L'atomo di idrogeno, il più abbondante nell'Universo e nel Sole, è anche il meno complesso, essendo composto da un singolo protone nel nucleo e da un unico elettrone che gli orbita attorno. Gli elettroni possono avere diversi stati orbitali discreti (cioè possono muoversi solo su alcune orbite attorno al nucleo, non su tutte), che sono caratterizzati da diversi *livelli di energia*. Un elettrone, quando assorbe l'energia di un fotone, salta su un'orbita superiore, cioè su un livello di energia maggiore, in modo tale che la differenza di energia fra i due livelli sia pari all'energia del fotone assorbito. Allo stesso modo, quando l'elettrone ritorna su un livello energetico più basso, cioè su un'orbita inferiore rispetto a quella di partenza, viene rilasciato un fotone di energia pari alla differenza di energia fra i due livelli. Questi processi di assorbimento o di emissione di fotoni, dovuti ai salti dell'elettrone fra i livelli di energia, producono le righe di Fraunhofer visibili in uno spettro.

L'idrogeno, alle lunghezze d'onda della luce visibile, produce le righe spettrali della cosiddetta *serie di Balmer*. Il nome della serie di righe deriva da quello dello svizzero Johann Balmer, che fu il primo a trovare la formula empirica che fornisce la lunghezza d'onda di tutte le righe della serie. La prima delle righe di Balmer si trova alla lunghezza d'onda di 656,3 nm (nel rosso), ed è chiamata *riga alfa dell'idrogeno* (in simboli Hα o H-alfa). L'importanza della riga H-alfa consiste nel fatto che è una delle più intense righe di emissione della cromosfera. Il colore rosso-rosa della cromosfera è dovuto al predominio della riga H-alfa e alla sua posizione nella parte rossa dello spettro.

Un'altra notevole riga di emissione della cromosfera si trova nel blu a 393,3 nm: si tratta della riga-K del calcio ionizzato (Ca-K). Nella cromosfera, le righe H-alfa e Ca-K sono intense ma, rispetto al continuo fotosferico, le loro emissioni sono trascurabili. La situazione si ribalta, cioè la fotosfera diventa più debole della cromosfera, solo se si fanno osservazioni monocromatiche alle specifiche lunghezze d'onda di queste righe spettrali. Quindi, utilizzando un dispositivo in grado di far passare solo la lunghezza d'onda H-alfa o Ca-K, l'osservatore sarà in grado di vedere le caratteristiche cromosferiche.

Storia delle osservazioni cromosferiche

Il filtro specialistico utilizzato dagli astronomi odierni per l'osservazione monocromatica del Sole è di concezione relativamente recente. Prima del 1930, il metodo più utilizzato per osservare visualmente la cromosfera al di fuori di un'eclisse solare faceva uso di uno strumento derivato dello spettroscopio, chiamato *spettroelioscopio*, in grado di creare una visione monocromatica del Sole. Lo spettroscopio è un dispositivo ottico utilizzato per separare la luce nei suoi colori. I progressi strumentali compiuti a partire dai primi anni dell'osservazione monocromatica sono molto interessanti e vale la pena di passarli in rassegna, anche solo per capire come siamo arrivati alle tecniche attuali.

In passato, le protuberanze visibili al lembo solare erano osservabili solo durante le rare opportunità rappresentate dalle eclissi solari. Gli astronomi avevano difficoltà a capire se le protuberanze fossero fenomeni del Sole, della Luna o dell'atmosfera della Terra. C'era persino chi ipotizzava che si trattasse di "nuvole" atmosferiche lunari, rese visibili grazie alla diffusione della luce del Sole al momento della totalità. Le protuberanze rimasero un mistero, da studiare fugacemente con tecniche visuali solo durante le eclissi, fino all'introduzione della fotografia in astronomia, alla metà del XIX secolo. La tecnica fotografica fu utilizzata durante l'eclisse del 18 luglio 1860 dall'astronomo britannico Warren De la Rue e dimostrò definitivamente la vera natura solare delle protuberanze. In ogni caso, le protuberanze al bordo della cromosfera rimasero visibili solo durante i pochi minuti della totalità.

L'eclissi solare del 1868 osservata da Guntoor (India) diede l'opportunità al francese Jules Janssen di osservare le protuberanze con uno spettroscopio collegato al telescopio. Janssen si accorse che le righe spettrali delle protuberanze erano in emissione e molto luminose, e ipotizzò che potessero essere osservabili anche in pieno giorno. Il giorno seguente, Janssen osservò il bordo solare e trovò di nuovo le righe luminose; inoltre, si accorse che avrebbe potuto tracciare la forma di una protuberanza semplicemente spostando la posizione del telescopio e dello spettroscopio rispetto al Sole. Qualche settimana dopo, l'astronomo inglese Norman Lockyer replicò l'osservazione di Janssen, confermandola: entrambi vennero accreditati della scoperta. Per decenni, lo spettroscopio è stato il cavallo da battaglia degli astronomi solari che volevano studiare i dettagli al lembo solare in luce monocromatica (Figura 6.1).

Uno spettroscopio per l'osservazione delle protuberanze ha un funzionamento relativamente semplice, ed è alla portata di un buon costruttore di telescopi amatoriali. I componenti sono: una fenditura di ingresso di ampiezza regolabile, un collimatore, l'elemento di dispersione (in genere un reticolo di diffrazione a trasmissione o a riflessione) e un telescopio per l'osservazione. La fenditura d'ingresso è posizionata nel fuoco del telescopio principale. Il compito del collimatore è quello di raccogliere il fascio di luce che esce dalla fenditura, trasformarlo in un fascio a raggi paralleli e dirigerlo verso l'elemento di dispersione. Il reticolo di diffrazione è il cuore di uno spettroscopio. Per costruire un reticolo di diffrazione basta tracciare numerose linee sottili, parallele e molto fitte, su un substrato a basso coefficiente di espansione, come il vetro. Quando la luce è trasmessa o riflessa dal reticolo, viene scomposta nei suoi colori costituenti. Il comportamento di un reticolo di diffrazione a trasmissione è simile a quello dei prismi in vetro utilizzati dai primi osservatori, ma la dispersione avviene con maggiore efficienza. Lo scopo del telescopio di osservazione è quello di fornire un mezzo con il quale poter osservare lo spettro ingrandito.

Per osservare una protuberanza solare bisogna mettere a fuoco sul lembo del Sole adiacente alla fenditura d'ingresso dello spettroscopio, con la riga H-alfa centrata nell'oculare del telescopio di osservazione. A questo punto, bisogna aprire con cautela la fenditura e ispezionare il campo per vedere se ci sono eventuali protuberanze visibili. Se non ci sono protuberanze, si può riposizionare lo spettroscopio su un altra zona del lembo. C'è un limite all'apertura della fenditura d'ingresso, perché poi il fondo cielo diventa eccessivamente brillante e la protuberanza diventa difficile da

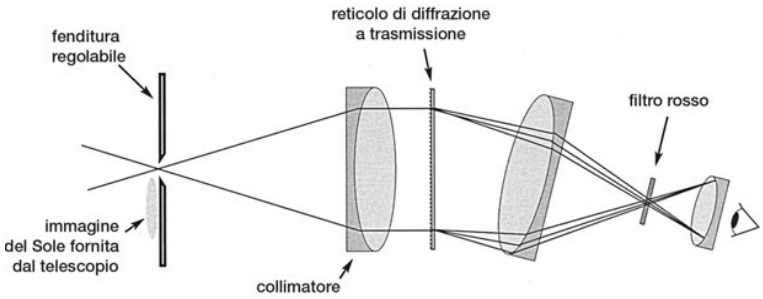

Figura 6.1. Lo schema ottico di uno spettroscopio per l'osservazione delle protuberanze che utilizza un reticolo di diffrazione a trasmissione. Il filtro di assorbimento rosso blocca tutte le lunghezze d'onda al di fuori della regione della riga H-alfa.

osservare. A seconda della soluzione adottata per il montaggio dello spettroscopio, bisogna mettere in conto un discreto dispendio di tempo ed energie per posizionare utilmente lo spettroscopio rispetto al bordo solare.

Nel 1891, George Ellery Hale suggerì un metodo per dotare lo spettroscopio di una fenditura mobile che permetteva una più agevole fotografia del Sole in luce monocromatica. Questo strumento, chiamato *spettroeliografo* (o SpectroHelioGraph, SHG), era già stato proposto anni prima, ma Hale reinventò indipendentemente la tecnica, e fu il primo a metterla effettivamente a frutto.

Lo spettroeliografo, rispetto ai filtri moderni a banda stretta, ha il non trascurabile vantaggio di permettere l'osservazione in qualsiasi lunghezza d'onda dello spettro ottico. Poiché il materiale fotografico disponibile all'epoca era principalmente sensibile al blu, Hale, per la ripresa delle immagini delle protuberanze, scelse la riga blu del Ca-K. Oltre a fondare il più grande Osservatorio al mondo, l'Osservatorio di Monte Palomar, rimasto tale per parecchi anni, George Hale fece numerose scoperte nel campo della fisica solare. Ad Hale è attribuita la scoperta dei campi magnetici delle macchie solari, come pure quella delle regioni a forma di nube, visibili nella luce del calcio, note come flocculi.

Per formare un'immagine monocromatica del Sole, lo spettroeliografo utilizza due fenditure (Figura 6.2). La fenditura d'ingresso, il collimatore, il reticolo e il telescopio di osservazione restano essenzialmente gli stessi di uno spettroscopio. La differenza tra lo spettroeliografo e lo spettroscopio consiste nella sostituzione dell'oculare con una fenditura di uscita, posta vicino al rivelatore, che isola la singola riga spettrale che si vuole osservare. Facendo una scansione attraverso il disco solare, si può ricostruire un'immagine del Sole nella lunghezza d'onda selezionata. Se si sostituisce il rivelatore (pellicola o sensore elettronico) con un oculare, si ottiene lo spettroelioscopio, cioè la controparte ottica dello spettroeliografo. A partire dall'epoca di Hale, numerosi autocostruttori hanno realizzato diverse varianti di questo strumento. La principale differenza tra i progetti riguarda, per lo più, il modo di sintetizzare l'immagine finale. Alcune delle soluzioni adottate dagli autocostruttori di telescopi prevedono l'utilizzo di fenditure oscillanti, prismi rotanti e

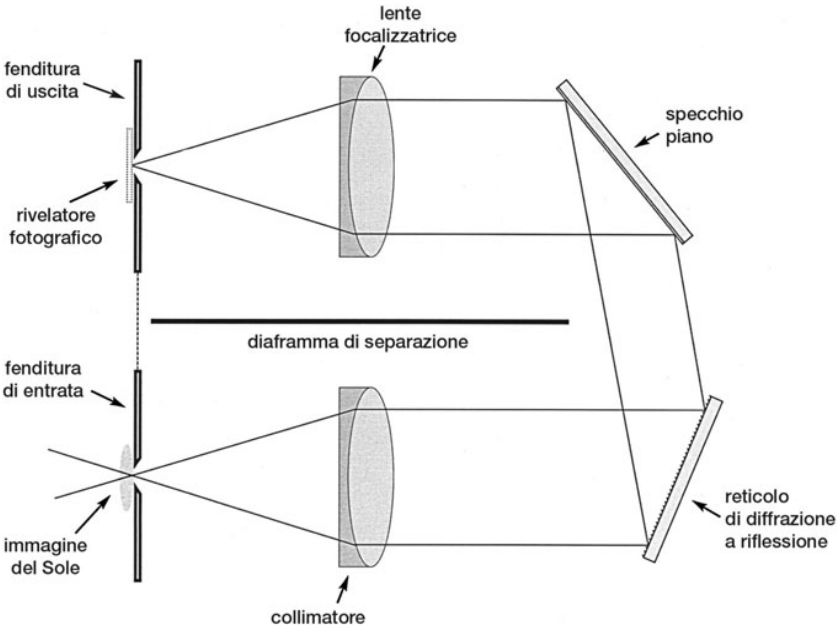

Figura 6.2. Un spettroeliografo utilizza due fenditure, collegate meccanicamente e in movimento sincronizzato, per fare la scansione di un ampio campo di vista su un rivelatore fotografico. Se si sostituisce il rivelatore con un oculare e si aumenta la velocità delle fenditure oscillanti fino a quando l'occhio percepisce un'unica immagine, si ottiene uno spettroelioscopio.

specchi mobili. Uno spettroelioscopio tende a essere uno strumento ingombrante e non molto trasportabile. Tutto sommato è meglio utilizzarlo in posizione fissa, usando un eliostato o un celostato per dirigere la luce solare verso il telescopio.

Un eliostato è un dispositivo costituito da uno o più specchi, in grado di riflettere la luce dal Sole verso un telescopio stazionario. Naturalmente, gli specchi devono essere motorizzati, altrimenti il Sole uscirà ben presto dal campo visivo. Uno svantaggio di questo sistema è la rotazione del campo di vista. Per ovviare a questo inconveniente bisogna montare due specchi su un celostato motorizzato: in questo modo il Sole resterà stazionario, cioè non ruoterà intorno all'asse ottico del telescopio. Il celostato è un dispositivo complesso che prevede un primo specchio che si muove attorno a un asse inclinato di un angolo pari alla latitudine della stazione di osservazione, mentre un secondo specchio dirige la luce del Sole catturata dal primo verso il telescopio.

Lo spettroelioscopio è uno strumento potente, con cui si possono eseguire osservazioni di elevata qualità. Con questo strumento sono possibili studi a diverse lunghezze d'onda, indagini sulle proprietà magnetiche delle macchie solari e analisi sulla velocità di tutte le strutture eruttive.

Nei primi anni Trenta del secolo scorso, l'astronomo francese Bernard Lyot (che fu anche l'inventore del coronografo) inventò un nuovo dispositivo per l'osserva-

zione monocromatica del Sole, che in seguito fu ulteriormente perfezionato da Jack Evans. Questo dispositivo, ora noto come *filtro di Lyot*, permette l'osservazione diretta del Sole in luce monocromatica. Per isolare un fascio di luce monocromatica il dispositivo di Lyot sfrutta un fenomeno conosciuto come birifrangenza, o anche come doppia rifrazione, che consiste nella scomposizione di un fascio luminoso in due fasci distinti. Il fenomeno si verifica quando la luce attraversa speciali vetri ottici, in particolare calcite o cristalli di quarzo. I due fasci di luce birifrangenti sono polarizzati ad angolo retto l'uno rispetto all'altro, e passano attraverso il cristallo a velocità diverse. A seconda dello spessore del cristallo, è possibile che un fascio guadagni mezza lunghezza d'onda rispetto all'altro, cioè che sia sfasato di 180°, e che perciò interferisca in modo distruttivo una volta ricombinato con l'altro. Combinando una serie di cristalli di vario spessore, si può costruire un filtro a birifrangenza di banda passante stretta per qualsiasi lunghezza d'onda.

Il nuovo filtro di Lyot permise l'osservazione diretta in luce H-alfa attraverso un dispositivo compatto, una cosa mai sperimentata prima. I primi filtri avevano una larghezza di banda maggiore di 1 Å e permettevano l'osservazione solo delle protuberanze ma, a mano a mano che furono disponibili filtri con larghezza di banda sempre più stretta, divennero percepibili anche i dettagli più fini. Al giorno d'oggi, i filtri di Lyot professionali sono prodotti estremamente costosi, al di là delle possibilità economiche della maggior parte degli astronomi dilettanti. Di solito, un filtro di Lyot è accordabile su un'ampia gamma di lunghezze d'onda: basta infatti ruotare gli elementi componenti del filtro. I cristalli sono rari e la costruzione deve essere estremamente accurata (Figura 6.3). Fra i ranghi amatoriali, sono pochi i nomi del passato ad aver accettato la sfida della costruzione di un filtro a birifrangenza: fra questi vanno ricordati Henry Paul e Walter Semerau.

A differenza di un filtro birifrangente di Lyot, un comune filtro di vetro colorato, tipo i Wratten, lavora per assorbimento; il materiale all'interno del vetro assorbe letteralmente alcuni colori della luce, mentre il colore scelto per il filtro passa senza problemi (o con un modesto assorbimento).

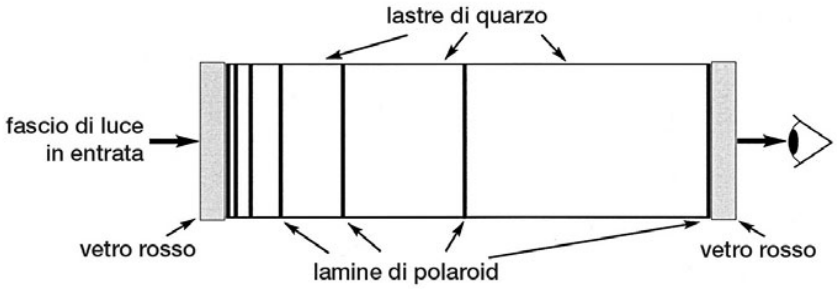

Figura 6.3. Un monocromatore birifrangente, o filtro di Lyot, per rafforzare l'interferenza dei fasci luminosi usa lastre di vetro speciale, che si succedono ciascuna con uno spessore doppio della precedente.

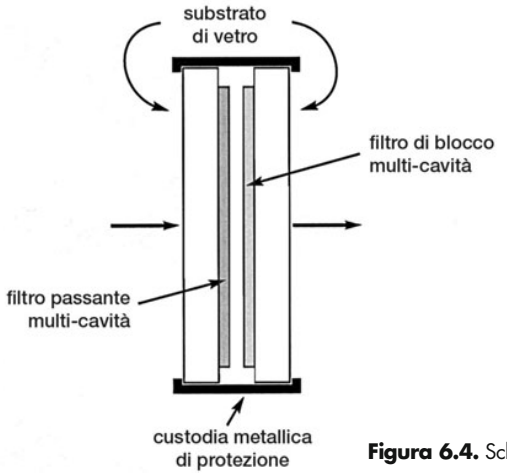

Figura 6.4. Schema di un semplice filtro interferenziale.

Tuttavia, con questo tipo di filtro il controllo sul taglio (o *cut-off*) delle lunghezza d'onda della luce che vengono trasmesse è piuttosto debole. Detto in altre parole, un filtro verde non trasmette solo il verde ma può includere anche una piccola quantità di blu e di giallo. Un altro tipo di filtro, in apparenza simile a un Wratten, ma che funziona in modo completamente diverso ed è in grado di trasmettere una larghezza di banda molto più limitata, è il filtro interferenziale.

A fine '800, Charles Fabry e Alfred Perot esaminarono la possibilità di costruire un interferometro basato sulle riflessioni multiple tra due specchi ravvicinati parzialmente argentati. L'interferometria consiste nella sovrapposizione (o interferenza) di più onde luminose create dall'interferometro, al fine di studiare la diversità di caratteristiche tra l'onda elettromagnetica in entrata e quella in uscita. I moderni filtri interferenziali, che sono stati brevemente discussi nel Capitolo 3, sono costruiti secondo il modello di interferometro di Fabry-Perot.

La costruzione di un filtro interferenziale è stata resa possibile dallo sviluppo della tecnologia per la deposizione di pellicole (film) otticamente sottili che si ebbe nel corso degli anni '30 del secolo scorso. Un filtro a film sottile è fabbricato depositando su un substrato lavorato otticamente uno strato di materiale di spessore paragonabile alla lunghezza d'onda della luce. Questo tipo di filtro è progettato proprio per escludere gran parte della luce fuori banda che, invece, un semplice filtro in assorbimento trasmette. La larghezza di banda di trasmissione di un moderno filtro interferenziale è stata ridotta fino a 0,1 Å. Quando uno di questi filtri specializzati viene utilizzato per l'osservazione solare si ha una visione mozzafiato, simile a quella che si ottiene con un filtro di Lyot, ma con un dispositivo ancora più compatto e di costo ridotto.

In un classico filtro interferenziale, esiste uno spazio tra le superfici riflettenti che è occupato da uno strato sottile di materiale dielettrico (che può essere anche l'aria), chiamato distanziatore. Gli stessi strati riflettenti sono fatti di depositi di materiali dielettrici diversi, con indici di rifrazione ora alti, ora bassi; spesso si tratta di solfuro di zinco o sali di criolite. Questi strati successivi, depositati sul substrato, sono noti come *stack* (cumulo).

Due *stack* con il distanziatore formano quello che viene chiamato un filtro passa-banda a singola cavità. Il numero di strati che si trovano in uno *stack* e lo spessore del distanziatore variano a seconda della larghezza di banda desiderata e della lunghezza d'onda in uscita. Questo schema elementare di filtro interferenziale non elimina tutte le lunghezze d'onda indesiderate che passano attraverso il filtro. Se si vuole eliminarle tutte, si aggiungono ulteriori strati, oppure si inseriscono pacchetti di diversi filtri, creando così un filtro multi-cavità.

Un filtro di interferenza è molto sensibile all'angolo di incidenza della luce che vi passa attraverso. Lo spessore dei suoi componenti, così come l'inclinazione del filtro rispetto al fascio di luce in arrivo, sono parametri fondamentali per l'*output* del filtro. Gli angoli di incidenza obliqui rispetto all'asse ottico del filtro aumentano la distanza che la luce deve percorrere attraverso il filtro e, di fatto, spostano la trasmissione a una lunghezza d'onda inferiore e ampliano la banda passante. L'entità dello spostamento di lunghezza d'onda dipende dall'angolo di incidenza e dall'indice di rifrazione del filtro. Un filtro di interferenza è progettato per operare al meglio nella situazione ideale, cioè con i raggi di luce incidenti paralleli all'asse ottico. Addirittura, le variazioni di temperatura del filtro causano l'espansione e la contrazione dei substrati e dei depositi sottili e questo altera le specifiche del filtro di interferenza. Considerato che, al cambiare della temperatura ambiente, si verifica uno spostamento lineare della lunghezza d'onda, un filtro interferenziale è costruito in modo tale da avere una specifica temperatura di esercizio. In alcuni casi il contenitore del filtro deve possedere un termostato in grado di controllare la temperatura, per mantenerla nel ristretto *range* di esercizio del filtro stesso.

I filtri di interferenza a film sottile hanno aperto le porte dell'osservazione monocromatica agli astronomi dilettanti che desiderano esplorare il Sole a una lunghezza d'onda specifica. A volte, il costo di un filtro è paragonabile a quello di un paio di moderni oculari, quindi entro le possibilità economiche di molti osservatori. Tuttavia, è bene non lasciarsi ingannare: i filtri di fascia alta sono accessori molto costosi. Indipendentemente da ciò, l'osservazione del Sole attraverso uno di questi dispositivi è veramente mozzafiato. Prima di continuare la discussione, ci pare opportuno rivedere un certo numero di termini, frequentemente utilizzati quando si parla di filtri monocromatici.

La terminologia relativa ai filtri

Banda passante o larghezza di banda: è l'insieme delle lunghezze d'onda trasmesse dal filtro.

Blocco (*Blocking*): quantità che esprime l'attenuazione della luce per le lunghezze d'onda poste al di fuori della banda passante del filtro.

Lunghezza d'onda centrale (*Center WaveLength*, *CWL*): la lunghezza d'onda che si trova a metà della larghezza a mezza altezza (FWHM, vedi più avanti) della banda di trasmissione.

Doppio stacking: metodo per la riduzione della larghezza di banda di un etalon (vedi più avanti) con l'aggiunta di un secondo etalon.

Filtro di rigetto (*Energy Rejection Filter*, *ERF*): si tratta di un pre-filtro, posto davanti all'apertura del telescopio, che ha lo scopo di assorbire o riflettere la luce ultravioletta e/o infrarossa (UV/IR), riducendo il carico termico sul filtro di interferenza.

Etalon: filtro ottico che sfrutta l'interferenza multipla dei raggi di luce, riflessi e trasmessi da una coppia di lastre piane, parallele e riflettenti. Il principio di funzionamento è quello dell'interferometro di Fabry-Perot.

Angolo di campo: l'angolo entro cui i raggi di luce provenienti da sorgenti esterne entrano nel telescopio. Un esempio di angolo di campo sono le dimensioni angolari apparenti del Sole in cielo.

Larghezza a mezza altezza (*Full Width Half Maximum*, *FWHM*): è una misura della larghezza della banda passante, espressa in nanometri o in angstrom, presa a metà del picco di massima trasmissione.

Angolo strumentale: l'angolo formato dai raggi di luce che convergono nel fuoco di un telescopio.

Filtro interferenziale: è un dispositivo ottico formato dalla deposizione su un supporto di diversi strati materiali. Le caratteristiche di trasmissione spettrali di questo filtro sono il risultato dell'interferenza della luce e non di un semplice assorbimento.

Monocromatore: un qualsiasi dispositivo che fornisca radiazione monocromatica a banda stretta.

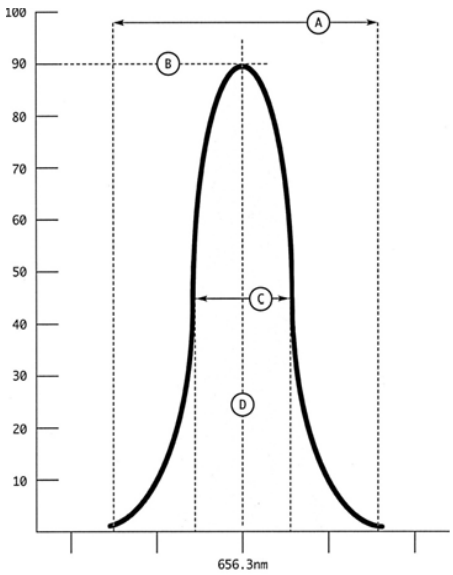

Figura 6.5. Il profilo di trasmissione viene utilizzato per descrivere le caratteristiche dei filtri. Nello schema vengono illustrate graficamente la larghezza di banda (A), la trasmissione di picco (B), la larghezza a mezza altezza (C) e la lunghezza d'onda centrale (D). Poiché ogni coppia di trattini sull'asse delle ascisse è separata da 0,1 nm si ha: A = 0,3 nm, B = 90%, C = circa 0,1 nm e D = 656,3 nm, la lunghezza d'onda della riga H-alfa.

Nanometro: il nanometro (nm) è l'unità di misura che si utilizza per indicare la lunghezza d'onda della radiazione elettromagnetica. Un nanometro è pari a un miliardesimo di metro (1×10^{-9} m). Un'altra unità di misura usata frequentemente è l'angstrom (Å), pari a 1×10^{-10} m, equivalente a 0,1 nm.

Incidenza normale: si ha quando i raggi di luce incidono ortogonalmente su una superficie piana, ossia quando il fronte d'onda della luce è parallelo alla superficie di incidenza.

Disco di occultazione: di solito si tratta di un cono di metallo, lavorato con qualità ottica, usato per il blocco della luce della fotosfera in un telescopio destinato all'osservazione delle protuberanze.

Forno: un dispositivo, comandato elettricamente, per la regolazione della temperatura di un filtro interferenziale.

Picco di trasmissione: la percentuale massima di trasmissione della luce che si ha all'interno della banda passante.

Lente telecentrica: un sistema di lenti supplementari usato per creare raggi di luce a incidenza normale a partire dal fascio di luce convergente formato dal telescopio.

La scelta del telescopio

In un capitolo precedente è stata discussa la scelta del telescopio destinato all'osservazione in luce bianca. La conclusione è stata che ogni telescopio, se si attenua in misura adeguata la radiazione nociva per l'occhio umano, può essere utilizzato per l'osservazione solare. Naturalmente, alcuni schemi ottici sono più *user-friendly* rispetto ad altri, e meglio si prestano a compiere osservazioni ottimali del Sole. Lo stesso vale per chi voglia compiere osservazioni monocromatiche, utilizzando un moderno filtro interferenziale per il telescopio; alcuni telescopi sono perfettamente adatti allo scopo, mentre altri non sono adeguati.

Quando si deve decidere quale telescopio destinare alle osservazioni monocromatiche, bisogna considerare le condizioni richieste per l'utilizzo di un filtro interferenziale. Un filtro interferenziale offre prestazioni ottimali quando il fascio di luce che vi passa attraverso è a incidenza normale e il filtro lavora in un ambiente a temperatura costante. Inoltre, un filtro di questo tipo può richiedere una corsa di messa a fuoco lunga fino a diversi centimetri; tutti richiedono l'uso di un pre-filtro di rigetto (ERF), montato davanti all'obbiettivo del telescopio, come illustrato nella Figura 2.1. Un ERF è un filtro di qualità ottica che può essere ricavato da vetro rosso Schott RG, da altri vetri assorbenti con proprietà di trasmissione simili, o da un substrato su cui è stato depositato un dielettrico. Un filtro ERF deve impedire alla radiazione IR/UV di entrare nel telescopio e finire nel filtro interferenziale; inoltre, per non degradare le immagini, la sua superficie deve essere lucidata con una precisione pari almeno a un quarto di lunghezza d'onda.

L'angolo di campo è quello sotto cui i raggi di luce provenienti dalle sorgenti celesti entrano nel telescopio. Angolo di campo è sinonimo di campo di vista. Il

Sole in cielo si mostra come un disco avente un diametro angolare di circa 32 primi d'arco, il che significa che la luce proveniente dal lembo solare viaggia con un angolo di circa 16 primi d'arco rispetto a quella proveniente dal centro. Quindi, alcuni raggi raggiungeranno il telescopio con un'incidenza normale, o con fronti d'onda paralleli all'obbiettivo, mentre quelli più lontani dal centro del Sole formeranno un angolo via via maggiore. Questa è la situazione in cui si trova un osservatore solare dotato di un etalon di grande diametro rispetto all'obbiettivo del telescopio: alcuni dei raggi di luce che contribuiscono all'immagine non saranno a incidenza normale. Quei raggi che arrivano con un certo angolo di inclinazione percorreranno un cammino ottico maggiore all'interno del filtro, con conseguente allargamento della banda passante.

Ma i problemi non finiscono qui, perché bisogna tenere presente anche gli angoli strumentali generati dalle ottiche di un telescopio. Se si guarda allo schema ottico di un telescopio, si vedrà rappresentato il percorso seguito dai raggi di luce che entrano in prossimità del bordo dell'obbiettivo. Questi raggi descrivono un inviluppo a forma di cono e convergono tutti in un punto chiamato *fuoco primario*. I raggi di luce che contribuiscono alla formazione dell'immagine e che sono sull'asse ottico sono quelli a incidenza normale; al contrario, quelli più vicino al bordo dell'obbiettivo, per raggiungere il fuoco devono seguire un percorso inclinato rispetto all'asse ottico. Così come succede per l'angolo di campo, anche l'angolo strumentale può portare a un allungamento del cammino ottico della luce che passa attraverso un filtro montato internamente, contribuendo ancora una volta all'allargamento della banda passante e allo spostamento della lunghezza d'onda centrale.

E ora, tenendo presente quanto detto, esaminiamo pregi e difetti delle configurazioni ottiche disponibili. Un telescopio newtoniano presenta limitazioni a causa del ridotto *range* della messa a fuoco, tipico della maggior parte degli strumenti commerciali. Per risolvere il problema, bisogna estrarre maggiormente il fuoco dal tubo del telescopio e questo si ottiene diminuendo la distanza tra lo specchio primario e quello secondario (il diagonale). Lo svantaggio consiste nel fatto che, per eliminare la vignettatura delle immagini che si introduce con questa operazione, è necessario uno specchio secondario più grande. Naturalmente, questo aumento di dimensioni del secondario introduce una maggiore ostruzione, con conseguente diminuzione del contrasto dell'immagine finale. Per un astrofotografo, uno specchio presenta il non trascurabile vantaggio di portare tutti i colori nello stesso fuoco, ma quando si compie un'osservazione monocromatica questa proprietà degli specchi diventa irrilevante. Un'osservazione monocromatica viene compiuta usando solo una piccola porzione dello spettro del visibile e, in pratica, va a fuoco un solo colore. Questo è un compito che potrebbe essere svolto anche da una semplice lente piano-convessa. In conclusione, il telescopio newtoniano è adattabile all'osservazione cromosferica ma, per questo tipo di osservazione, non presenta un netto vantaggio rispetto ad altre configurazioni ottiche.

In un telescopio catadiottrico, per ottenere una maggiore lunghezza focale pur mantenendo un tubo con dimensioni compatte, si usa spesso uno specchio primario concavo, a corta focale, accoppiato a un secondario convesso che allunga la focale del sistema. Il fattore di amplificazione della focale dello specchio secondario può essere di tre o più volte, e questo incide negativamente sugli angoli stru-

mentali con conseguente creazione di una "macchia centrale" di trasmissione in banda, circondata da zone di luce sempre più fuori banda. In conclusione, i telescopi Schmidt-Cassegrain e i Maksutov, anche se sono strumenti portatili e sofisticati per l'osservazione solare in luce bianca, non sono la scelta ottimale per chi fa osservazioni solari monocromatiche.

Il rifrattore, con il suo percorso ottico lineare, la mancanza di un'ostruzione centrale e un'ampia escursione della messa fuoco, è lo strumento preferito per le osservazioni monocromatiche. Alcuni produttori, per combattere gli effetti dell'angolo di campo e degli angoli strumentali, raccomandano di diaframmare l'obbiettivo del telescopio in modo da ottenere un rapporto focale pari o maggiore di f/30. Questo accorgimento permette di ricadere nella situazione di luce a incidenza quasi normale, quella in cui si ha un trascurabile spostamento e ampliamento della banda passante, tanto che la maggior parte degli osservatori sceglie di ignorare questi piccoli effetti. Un rifrattore può essere diaframmato attorno all'asse ottico, così da utilizzare solo i raggi di luce a incidenza normale. Il rifrattore non deve fare i conti con angoli strumentali bizzarri, come invece succede nei catadiottrici o nei newtoniani che siano stati diaframmati fuori asse. Tuttavia, c'è uno svantaggio nel diaframmare l'obbiettivo di un qualsiasi telescopio per portarlo a f/30, ed è la perdita del potere risolutivo. Ad esempio, un telescopio con un diametro di 125 mm a f/10, se viene portato a f/30 ha un'apertura di soli 42 mm: di conseguenza, il potere risolutivo passa da 0",96 a 2",86. Si pensi a cosa significa essere costretti a esplorare la Luna e i pianeti con un telescopio avente un'apertura di soli 42 millimetri!

Un modo per aggirare il conflitto fra l'angolo strumentale e il potere risolutivo consiste nell'usare un sistema di lenti aggiuntivo, in grado di trasformare un fascio di luce convergente in un fascio quasi parallelo, prima che raggiunga il filtro interferenziale. Questo sistema ottico è chiamato *lente telecentrica*. Chiaramente, l'aggiunta di una telecentrica permette l'utilizzo di un ERF a tutta apertura, senza penalizzare il potere risolutivo. Come una lente di Barlow, anche una telecentrica aumenta la lunghezza focale di un telescopio, ma senza far divergere i raggi luminosi come la Barlow. Purtroppo, generalmente una lente di Barlow non funziona bene con un filtro interferenziale, perché amplifica gli angoli di campo. Un sistema telecentrico dovrebbe essere costruito in base alle specifiche ottiche del telescopio in uso. Sfortunatamente, un'unità fatta su misura è un dispositivo piuttosto costoso e solo qualche produttore di telescopi fornisce una lente telecentrica come accessorio per i propri strumenti.

Molti osservatori solari esperti usano, in alternativa alla lente telecentrica, una Powermate™, il sistema di lenti per l'allungamento della focale prodotto dalla Televue. Questo accessorio, unico nel suo genere, produce angoli strumentali che sono uniformi su tutto il piano dell'immagine, non divergenti come succede con una Barlow, e non richiede di essere personalizzato per un dato telescopio. La Powermate è disponibile anche con diversi fattori di ingrandimento, cosa utile per aumentare la focale di un telescopio di breve e media lunghezza focale. Per concludere, va sottolineato che, qualunque accessorio si voglia usare, che sia una lente telecentrica o di allungamento della focale, per trovare il giusto compromesso fra costo e prestazioni bisogna sempre consultarsi con il produttore del proprio filtro monocromatico.

I filtri per il telescopio

Ci sono due possibili approcci per aggiungere un filtro solare a banda stretta a un telescopio amatoriale. Il primo consiste nel montare davanti all'obbiettivo del telescopio un etalon di grande diametro, come si fa con un filtro obbiettivo in luce bianca. Il secondo approccio è chiamato *a montaggio posteriore*. In questo caso l'etalon è molto più piccolo dei filtri da porre davanti all'obbiettivo ed è posizionato all'interno del cammino ottico del telescopio, proprio di fronte all'oculare. Questi due approcci funzionano bene, e ognuno ha vantaggi e svantaggi. Nelle pagine seguenti si discuterà delle applicazioni per ogni tipo di filtro. In ogni caso, l'astrofilo deve scegliere il filtro monocromatico che meglio si adatta alle proprie necessità osservative. Ad esempio, si ha un particolare interesse nello studio dei dettagli del disco (filamenti, *flare*, *plage* ecc.), oppure ci si accontenta di osservare le sole protuberanze? Questa è una domanda importante, perché la risposta determina le caratteristiche e il costo del filtro scelto.

Per osservare le protuberanze al lembo in H-alfa è necessario usare un filtro con una banda passante non più larga di 10 Å (pari a 1 nm). Con una banda più ampia, la mancanza di contrasto tra la protuberanza e il fondo cielo diventa un problema. Inoltre, per nascondere la fotosfera, all'interno del telescopio è necessario utilizzare un disco occultatore (o un cono); in caso contrario, il disco del Sole sarà troppo luminoso per l'osservatore e impedirà la visione delle protuberanze. Il coronografo H-alfa costruito dalla Baader Planetarium è un esempio di accessorio commerciale progettato per l'osservazione delle sole protuberanze.

Anche se funziona perfettamente, si dovrebbe tenere presente che un visore di protuberanze come l'unità Baader non è un dispositivo particolarmente compatto: infatti, aggiunge circa 200 mm alla lunghezza del telescopio. Questo accessorio può provocare uno sbilanciamento del telescopio o rendere scomoda la posizione dell'oculare quando si osserva allo zenit. Si tratta di un filtro di tipo posteriore che, a causa dell'ampia banda passante, può tollerare meglio gli angoli strumentali rispetto a un modello con banda più stretta. Comunque, quando si osserva attraverso uno di questi filtri, sono particolarmente dannose sia le goccioline di vapore acqueo sia i granelli di polvere dell'atmosfera. Infatti, queste particelle aumentano in modo significativo la luce diffusa e causano una perdita del contrasto; ma se si osserva in una bella giornata di Sole con un cielo azzurro e trasparente, allora le protuberanze solari si distinguono molto bene.

Più è stretta la banda passante di un filtro, più la riga H-alfa viene isolata dalla luce del continuo solare e maggiore è il contrasto dell'immagine. Tuttavia, un filtro con banda passante stretta è più costoso da costruire perché è molto più complesso! Il filtro da 10 Å può rivelare solo le protuberanze in emissione contro il fondo cielo scuro. Al contrario, un filtro con una banda passate da 1,5 Å (0,15 nm) mostrerà molto bene le protuberanze, alcuni effetti Doppler, i *flare* più luminosi e, quando le condizioni del cielo sono favorevoli, i filamenti più scuri. Questo filtro H-alfa, se le caratteristiche di trasmissione limitano la luminosità del disco solare, non richiederà l'impiego di alcun cono di occultazione. Per proteggere i filtri, sia da 10 che da 1,5 Å, dal deterioramento a causa delle radiazioni UV/IR e dal calore eccessivo, basterà usare un filtro di rigetto.

Ciascuno dei filtri di cui sopra deve avere una banda di trasmissione piuttosto ben definita, in grado di bloccare ogni radiazione al di fuori della banda passante, in modo tale che non raggiunga l'occhio dell'osservatore. Un filtro con una banda

passante di 1,5 Å o superiore, può essere utilizzato in sistemi ottici operanti attorno a f/20 ma, poiché la luce converge formando un cono di discreta apertura, si verificheranno un allargamento della banda passante e uno spostamento della CWL. Chi scrive, per gli studi sulle protuberanze ha usato senza problemi filtri H-alfa da 10 e da 1,5 Å con un telescopio aperto a f/18; per questi accessori, l'uso di un telescopio a corta focale non è raccomandabile. Nessuno di questi filtri richiede il controllo della temperatura, ma entrambi funzionano meglio se la temperatura dell'aria circostante è vicina alla temperatura di funzionamento del filtro. Il filtro da 1,5 Å deve avere un meccanismo per variare la sua inclinazione rispetto al fascio ottico (*tilting*), in modo tale da poter sintonizzare accuratamente la CWL. Infatti, il filtro si riscalda quando viene utilizzato con un ERF (senza un cono di occultazione), e questo causa un significativo spostamento fuori banda. Il sintonizzatore consente di riportarlo in banda, ma permette anche l'osservazione di effetti Doppler sulle protuberanze e i filamenti.

Un filtro avente una banda passante inferiore a 1 Å (0,1 nm) si chiama "sub-angstrom". Si tratta di un dispositivo estremamente sofisticato, in grado di trasmettere solo una fetta molto sottile dello spettro solare. Mentre un filtro per le protuberanze ha un costo dell'ordine delle centinaia di euro, un filtro H-alfa sub-angstrom può costare diverse migliaia di euro. Anche il filtro sub-angstrom richiede un pre-filtro di rigetto, raggi di luce quasi incidenti e, di solito, anche un forno elettrico per il controllo della temperatura e/o un dispositivo di *tilting* per la messa a punto delle caratteristiche di trasmissione. Tutte queste condizioni al contorno ci dicono che è necessario un sacco di lavoro supplementare per preparare un telescopio all'osservazione solare monocromatica, ed è proprio così. Ma la cromosfera, vista attraverso uno di questi filtri, è un'esperienza quasi mistica. Un filtro sub-angstrom permette di compiere osservazioni dettagliate della struttura filamentosa della cromosfera, dei *flare*, delle protuberanze e di tutte le altre attività associate.

Filtri H-alfa posteriori

Il filtro H-alfa che si collega a un telescopio alla fine del cammino ottico è detto ad alloggiamento posteriore. Il barilotto che contiene questo filtro è costruito in modo tale che le sue estremità accettino gli adattatori filettati standard, per il fissaggio fra il telescopio e l'oculare. In questa tipologia di filtro rientrano sia il sub-angstrom che quello con banda passante più ampia.

Al momento della stesura di questo libro, ci sono due costruttori di filtri H-alfa da 1,5 Å che producono unità pronte per l'uso. Si tratta della Lumicon e della Thousand Oaks Optical, che vendono un "pacchetto" completo che include il necessario filtro ERF per l'obbiettivo, più un filtro H-alfa posteriore montato in un supporto sintonizzabile. Il filtro H-alfa inserito nel focheggiatore del telescopio può accettare sia un oculare sia un adattatore per la fotocamera di diametro standard. L'unica condizione che il possessore di questo dispositivo deve rispettare per usare il filtro è impiegare un telescopio avente un rapporto focale pari o superiore a f/20. Si tratta di dispositivi di "base" che permettono l'osservazione delle protuberanze e di qualche dettaglio superficiale: nel complesso un ottimo *entry-level* per l'osservazione monocromatica del Sole.

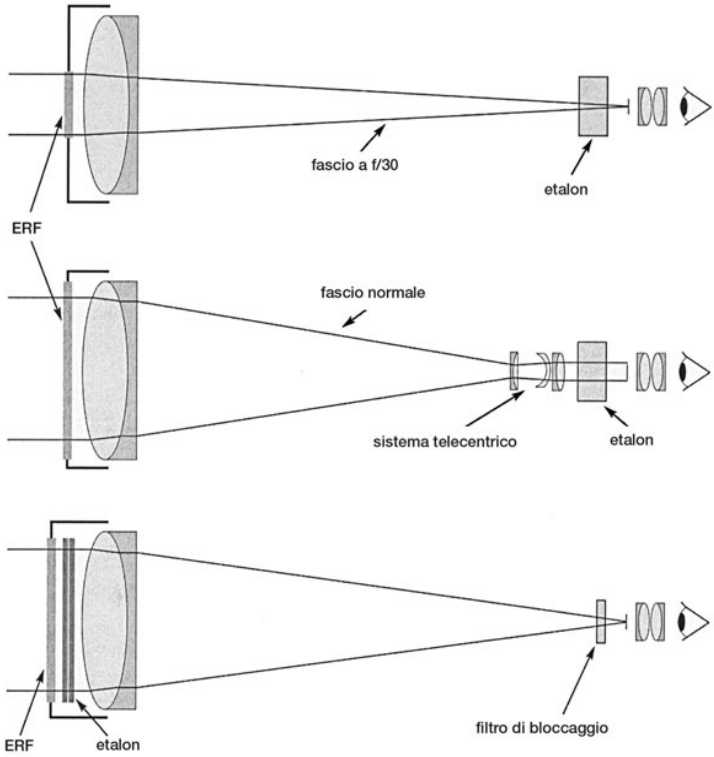

Figura 6.6. Configurazioni frontali e posteriori per i filtri sub-angstrom.

Sono diverse le aziende che producono filtri sub-angstrom del tipo a montaggio posteriore. Scorrendo l'elenco, è senz'altro degna di nota la Daystar Filters LLC che, nell'ultima parte del secolo scorso, ha iniziato a produrre una linea di filtri compatti utilizzando componenti disponibili sul mercato. Il fascio quasi-incidente richiesto dal filtro interferenziale può essere ottenuto utilizzando un ERF di piccolo diametro da montare davanti all'obbiettivo del telescopio, in modo da ottenere un'apertura a f/30 oppure, come già illustrato sopra, inserendo nel cammino ottico un dispositivo telecentrico. La Daystar commercializza anche un modello di filtro con *tilting* e non riscaldato, che offre la massima portabilità.

Un filtro sub-angstrom è prodotto in modo tale da avere una temperatura di funzionamento normale compresa tra 32 e 65 °C. Il compito dell'unità di riscaldamento è quindi di mantenere la corretta temperatura di esercizio. Il periodo di riscaldamento del forno può andare da diversi a molti minuti; ma tutto dipende dalla temperatura ambiente del filtro. Diminuendo o aumentando la temperatura del forno di un valore specifico, si possono regolare le caratteristiche di trasmissione del filtro di 1 Å su entrambi i lati della CWL desiderata. Quando un osservatore causa intenzionalmente lo spostamento fuori banda del filtro, si fa quella che è chiamata "l'osservazione nelle ali dell'H-alfa" (cioè,

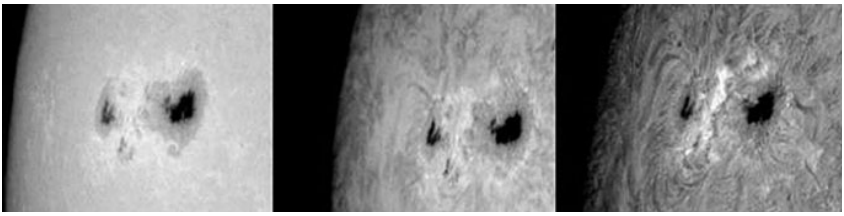

Figura 6.7. Immagini della regione attiva AR8970 riprese il 22 aprile 2000; da sinistra a destra, è visibile l'effetto di uno spostamento rispettivamente di 2,5 e di 1,0 Å verso il blu della riga H-alfa. L'immagine di destra è esattamente sulla CWL. Immagini di Gordon Garcia.

si osserva leggermente verso il blu o verso il rosso rispetto alla zona centrale della riga H-alfa). L'osservazione nelle ali permette di scrutare le regioni della cromosfera che si trovano a un livello inferiore, oppure dei dettagli che hanno uno spostamento Doppler perché si muovono velocemente e che, osservando in centro banda, risulterebbero invisibili. Questo accade perché, a mano a mano che si osserva sempre più lontano dalla CWL, si osserva sempre più luce del continuo solare, ossia della luce che si origina dalla fotosfera. I dettagli con uno spostamento Doppler si stanno muovendo a una velocità elevata rispetto all'osservatore e la luce che emettono aumenta o diminuisce di lunghezza d'onda, spostando leggermente le righe di Fraunhofer dalla loro posizione normale nello spettro. Alcuni modelli di filtri sub-angstrom, nel caso che la temperatura ambiente dell'aria diventi maggiore della temperatura di funzionamento del filtro, utilizzano una ventola di raffreddamento.

Se accoppiato con una lente telecentrica e un ERF a tutta apertura, un filtro sub-angstrom a montaggio posteriore è l'ideale per avere un telescopio solare a piena risoluzione. Con il semplice cambio dell'oculare si potrà utilizzare una gamma completa di ingrandimenti, consentendo l'osservazione dettagliata delle protuberanze o delle fibrille visibili attraverso il filtro. Purtroppo, uno svantaggio di un filtro riscaldato elettronicamente è il tempo che si perde quando il filtro si sposta fuori banda. Se si vuole confrontare l'aspetto di un dettaglio sia in banda, sia nelle ali, l'operazione di spostamento della CWL di diversi angstrom può richiedere molti minuti. La maggior parte degli eventi con spostamento Doppler si verificano rapidamente e non aspettano certo il riscaldamento del filtro per farsi osservare. Per ovviare a questa situazione, l'alloggiamento di un filtro sub-angstrom a montaggio posteriore può essere attrezzato per il *tilting* del filtro, dando così il controllo immediato sulla CWL all'osservatore. Più di un osservatore esperto ha espresso il desiderio che i produttori di filtri posteriori producano una versione del filtro con forno riscaldato avente all'interno un ulteriore meccanismo di *tilting* che consenta uno spostamento rapido della CWL del filtro.

Filtri H-alfa per l'obbiettivo del telescopio

Con l'impiego di un sistema frontale, che consiste nell'anteporre un etalon all'obbiettivo del telescopio, si elude il problema dell'angolo strumentale. Con questo sistema, l'osservatore è in grado di utilizzare telescopi di diversa lunghezza focale, senza dover utilizzare lenti telecentriche aggiuntive.

Nella seconda metà degli anni ’90 del secolo scorso, la Coronado Technology Group ha iniziato la produzione di filtri H-alfa sub-angstrom frontali, esplicitamente pensati per gli astronomi dilettanti. Il progetto della Coronado prevede che sia l’ERF sia l’etalon vengano anteposti all’obbiettivo del telescopio. Grazie alla spaziatura tra i suoi componenti, l’etalon è stabile per un’ampia gamma di temperature. Tutti gli etalon trasmettono anche le cosiddette “bande laterali”, cioè porzioni dello spettro diverse da quella della CWL desiderata, che devono essere rimosse con il cosiddetto filtro di blocco. Nei sistemi Coronado questo componente è collocato nell’oculare del telescopio: infatti, il filtro di blocco è un filtro monocromatico che lascia passare solo la lunghezza d’onda desiderata. Riassumendo, il “sistema Coronado” funziona così: il filtro di rigetto davanti all’obbiettivo taglia le lunghezze d’onda dell’infrarosso e del blu fino all’ultravioletto, evitando che il calore penetri all’interno dello strumento. Dietro al filtro di rigetto si trova l’elemento a banda stretta (etalon), che opera un secondo taglio, generando una serie di picchi di trasmissione con larghezza di banda ridottissima intorno alla lunghezza d’onda dell’H-alfa. Il filtro di bloccaggio nell’oculare esegue un ulteriore taglio, eliminando i picchi di trasmissione generati dall’etalon e lasciandone passare solo uno, quello centrato sulla riga H-alfa dell’idrogeno (a 656,28 nm). Un filtro Coronado non richiede l’alimentazione elettrica per un impianto di riscaldamento, e questo lo rende un accessorio estremamente portatile e semplice da utilizzare.

Fin dalla sua introduzione, il filtro a posizionamento anteriore è stato molto popolare tra gli astrofili. Il *set* H-alfa con abbinato il filtro di blocco è disponibile in diverse aperture con una banda passante inferiore a 0,7 Å e, con la piastra di fissaggio corrispondente, è facilmente adattabile a diversi telescopi. Si tratta di un’unità che può sintonizzarsi rapidamente fuori banda grazie al meccanismo di *tilting* dell’etalon anteriore che avviene tramite una rotellina collocata sulla piastra di montaggio del filtro: un notevole vantaggio per un osservatore che sta seguendo un evento con spostamento Doppler, come la brusca sparizione di un filamento. Naturalmente, possedere un telescopio con una lunghezza focale inferiore alla lunghezza del proprio braccio rende questa regolazione più facile. Un tubo più lungo, per consentire la regolazione del filtro mentre si osserva contemporaneamente attraverso l’oculare, può richiedere una sorta di braccio di estensione. Forse, qualche geniale osservatore solare finirà per costruire un raccordo motorizzato, con cui poter regolare la manopola della sintonia in remoto.

Per restringere la banda passante di un filtro frontale al di sotto degli 0,5 Å, si utilizza una tecnica detta di “doppio *stacking*” (*stack* in inglese significa *impilare*), che consiste semplicemente nel montare un secondo etalon dietro al primo. Chiaramente, usare una banda passante più stretta significa poter osservare i dettagli della cromosfera con un maggiore contrasto. Ci sono diversi approcci per quanto riguarda il come e dove montare il secondo etalon, cioè se internamente o esternamente al primo. La soluzione più praticata consiste nel montarlo all’esterno, unito all’etalon originale; poi ogni etalon viene sintonizzato separatamente, per ottenere una banda di trasmissione totale molto ristretta. È però importante che il secondo etalon abbia determinate caratteristiche di trasmissione in funzione di quelle del primo, assicurando così un corretto funzionamento del *set*. L’uso di due etalon in serie diventa efficace quando il profilo di trasmissione di ciascun filtro taglia l’altro in modo tale da ridurre la banda di trasmissione combinata della coppia (Figura 6.8).

Figura 6.8. Il *set* H-alfa frontale da 60 mm di diametro della Coronado, montato su un telescopio Vixen 102ED. Immagine di Steve Rismiller.

Negli ultimi anni, la Coronado ha aggiunto alla propria linea di telescopi solari dedicati uno strumento poco costoso chiamato PST™ (Personal Solar Telescope), che ha introdotto molti astrofili all'osservazione monocromatica del Sole. Si tratta di un piccolo rifrattore con un'apertura di 40 mm aperto a f/10, con il modello H-alfa che ha una banda passante inferiore a 1,0 Å. La diffusione di questi strumenti è talmente elevata che è difficile partecipare a un qualsiasi "Sun-party" senza vederne almeno una manciata mostrati, con orgoglio, dai loro proprietari. La visione attraverso questi strumenti, anche se non è contrastata come quella attraverso un filtro a banda stretta, è ancora impressionante: infatti, permettono l'osservazione sia delle protuberanze sia dei dettagli sul disco. Quasi tutti i PST sembrano mostrare una zona vicino al centro del campo di vista in cui i dettagli in H-alfa appaiono con un contrasto superiore. Quindi, attraverso questi telescopi, per avere un buon colpo d'occhio sulle meraviglie del Sole in H-alfa, bisogna "spazzare" il disco solare in modo da portare i dettagli sempre al centro del campo di vista. Per l'osservatore visuale si tratta di un inconveniente minore che non lo dovrebbe dissuadere dall'acquistare uno di questi telescopi.

Un filtro frontale ha il vantaggio di essere conveniente ed estremamente portatile. Un dispositivo di questo tipo, essendo limitato solo dalla propria apertura, è progettato principalmente per la visione dell'intero disco del Sole. Chiaramente, un filtro con montaggio posteriore può consentire di ottenere la massima risoluzione che il telescopio può offrire; tuttavia, questo a volte richiede l'utilizzo di lenti aggiuntive telecentriche. In ogni caso, entrambi i modelli di filtri, posteriore o frontale, sono in grado di offrire un'ottima visione del Sole monocromatico e dei suoi dettagli in continua evoluzione. Quando penserete a quale tipo di filtro utilizzare per le vostre scelte osservative, cercate di provare i filtri montati sui telescopi degli altri osservatori. Per una scelta oculata è necessario un minimo di esperienza, quindi bisogna parlare sia con gli amici sia con gli altri osservatori solari, per verificare come un prodotto soddisfi le loro esigenze e aspettative. Un investimento così oneroso richiede un'indagine approfondita, in modo tale che, alla fine, si possa effettuare l'acquisto giusto per le proprie esigenze senza timore di sprecare le proprie risorse finanziarie.

Filtri per l'osservazione in Ca-K

La radiazione H-alfa è in grado di mostrare tutta una serie di attività a livello cromosferico, ma anche nella parte violetta dello spettro, a 396,9 nm e 393,3 nm, ci sono righe spettrali di notevole interesse per l'osservatore solare. Si tratta delle righe H e K del calcio ionizzato una volta. Rispetto alla H-alfa, le righe H e K sono più ampie e profonde. Ciò significa che, per avere una visione monocromatica nella luce del calcio, non c'è bisogno di un filtro con una larghezza di banda particolarmente stretta. Mentre è necessario un filtro sub-angstrom per avere un buon contrasto in H-alfa, per l'osservazione nella riga Ca-H o Ca-K è sufficiente un filtro con una banda passante di 2-10 Å.

Che cosa si vede nella luce del calcio? A queste lunghezze d'onda è visibile una regione della cromosfera che si trova a una quota minore e che è più fredda rispetto a quella visibile in H-alfa. Il reticolo cromosferico si presenta sotto forma di una serie di regioni chiare su uno sfondo scuro, le protuberanze appaiono di un colore blu, sono visibili filamenti scuri contro il disco, e le *plage* assumono la forma di nubi luminose (vedi Capitolo 7). Purtroppo, l'osservazione nella regione blu dello spettro è spesso lasciata alla sola fotografia. Infatti, a mano a mano che invecchia, l'occhio umano perde gradualmente la sensibilità alla luce violetta e questo rende molto difficile, per un osservatore adulto, vedere qualcosa nella luce del calcio. Un modo per aggirare questo problema consiste nel connettere al telescopio una videocamera che abbia una certa sensibilità alla luce viola e guardare l'immagine che si crea sullo schermo. La maggior parte delle osservazioni amatoriali sono effettuate nella riga K che, paradossalmente, è la più difficile da vedere delle due, dal momento che ha la lunghezza d'onda più breve, quindi si trova nel violetto profondo. Se si scopre che nella riga K non si riesce a vedere niente, è disponibile anche un filtro per l'osservazione nella riga H che può consentire di vedere alcuni dettagli nel viola. Infatti, la riga H si trova un po' più vicina alla regione dove l'occhio diventa sensibile alla luce. In ogni caso, bisogna tenere ben presente che l'idoneità o meno di un filtro dipende totalmente dagli occhi dell'osservatore.

La Coronado produce un telescopio dedicato per l'osservazione in Ca-K con apertura di 70 mm e con una banda passante massima di 2,2 Å; produce anche una versione Ca-K del PST, con una banda passante di 2,2 Å. I filtri a montaggio posteriore per la riga Ca-K utilizzano un telescopio con un rapporto focale pari o superiore a f/20, e per ridurre al minimo l'accumulo di calore nel filtro viene suggerita un'apertura massima di 80 mm. Di solito, i filtri di fascia alta sono a temperatura controllata attraverso un forno, esattamente come i prodotti per l'H-alfa. Nel Capitolo 3 abbiamo accennato al filtro Calcio K-Line della Baader. Questo filtro ha una larghezza di banda relativamente ampia (8 nm) ed è centrato sulla lunghezza d'onda a 395 nm per consentire la visione dei dettagli più notevoli in Ca-K. La larghezza di banda di 80 Å riduce l'efficienza rispetto ai filtri a banda stretta poiché permette il passaggio di una frazione non trascurabile del continuo solare; comunque, anche un filtro siffatto fornisce una visione interessante. A causa della potenziale alta esposizione alle radiazioni UV per l'occhio dell'osservatore, l'utilizzo di questo particolare filtro è raccomandato solo per la fotografia.

Consigli per l'osservazione e accessori

L'osservazione solare viene eseguita in condizioni molto diverse da quella notturna di un tipico astrofilo. Ad esempio, l'intensa luce del Sole può produrre una situazione in cui una riflessione del nostro occhio crea un'immagine "fantasma" nell'oculare. Qualsiasi osservatore esperto vi dirà che un filtro monocromatico è un dispositivo piuttosto raffinato, che richiede particolari attenzioni se vogliamo ottenere da esso tutte le informazioni possibili. Per aiutare l'osservatore a raggiungere questo livello di raffinatezza si possono usare alcuni accessori fatti in casa.

Mediamente, gli astrofili sono innovatori piuttosto intelligenti. Infatti, è difficile portare avanti un *hobby* come questo e non essere tentati dalla sperimentazione, almeno di tanto in tanto, come succede agli autocostruttori di telescopi. Per questo motivo, di seguito sono riportati alcuni suggerimenti osservativi per l'astronomo solare, insieme con la presentazione di alcuni accessori personalizzati che si sono dimostrati utili ad altri astrofili.

Come aumentare il contrasto del disco

L'osservatore solare Greg Piepol per facilitare l'osservazione delle protuberanze e dei dettagli sul disco con il suo dispositivo ad H-alfa usa un diaframma variabile a iride, anteposto all'ERF del telescopio. L'iride è simile, ma su scala più larga, a quella che si trova all'interno dell'obbiettivo di una macchina fotografica digitale. Le lame ricurve dell'iride si aprono e si chiudono per il controllo della quantità di luce che entra nella fotocamera o, in questo caso, nel telescopio. Secondo quanto dice Piepol, "con l'iride completamente aperto, le protuberanze sono al loro massimo splendore, mentre i dettagli del disco sono leggermente sbiaditi. Per osservare i dettagli del disco, basta diminuire l'apertura a circa 95 mm. Questa parziale chiusura oscura il campo di vista e permette di vedere i dettagli più elusivi". Il diaframma di Piepol è disponibile presso la Edmund Scientific. Questo particolare modello è regolabile da un valore di 6 mm, quando è completamente chiuso, fino a 120 mm, quando è completamente aperto. Per assicurare l'iride alla cella della lente frontale si può usare il velcro, così da avere un accessorio utile e interessante sia per l'osservazione visuale sia per quella fotografica (Figura 6.9).

Figura 6.9. Un diaframma regolabile a iride. Immagine di Greg Piepol.

Altri accessori utili per osservare il Sole in H-alfa sono i filtri polarizzatori incrociati. I due polarizzatori vanno inseriti dopo il blocco che contiene il filtro H-alfa; di solito vengono avvitati al barilotto dell'oculare. Si regolano ruotando uno dei due rispetto all'altro, fino a quando non si ottiene la trasmissione luminosa ottimale. Per quanto riguarda l'oscuramento del disco solare, l'effetto è simile a quello ottenuto con l'iride; alcuni osservatori, utilizzando questi dispositivi, hanno anche riportato un lieve aumento nel contrasto dei dettagli.

Lo schermo parasole

Anche un osservatore in luce bianca può trarre beneficio dal trovarsi all'ombra, cioè dall'osservare schermato dalla luce solare diretta. L'osservazione solare fatta all'ombra riduce l'affaticamento degli occhi e il numero di potenziali immagini fantasma visibili nell'oculare, attenua l'affaticamento del corpo ed evita che la pelle venga "bruciata" dal Sole. Anche se può sembrare un controsenso, il Sole, se osservato attraverso alcuni telescopi, può apparire relativamente debole e con dettagli difficili da vedere. Un esempio di questa situazione si ha quando si cerca di individuare i dettagli attraverso un filtro Ca-K. È difficile pensare di dover adattare gli occhi all'oscurità quando si osserva il Sole, ma esistono situazioni in cui l'adozione di questa tecnica è consigliabile.

Uno schermo parasole per il telescopio può essere costruito usando pannelli sottili di legno o alluminio o anche fogli di cartone rigido. Di solito, si ritaglia una sagoma circolare del materiale scelto, avente un diametro grande circa il triplo di quello del tubo del telescopio. Nel centro di questo disco si deve ritagliare un altro buco, per poterlo incastrare all'imboccatura del tubo del telescopio. A seconda del tipo di montaggio, per mantenere in posizione lo schermo sull'obbiettivo si può utilizzare l'ERF o il filtro a luce bianca. Il lato rivolto verso il Sole va dipinto di bianco, per riflettere il calore, mentre il lato rivolto verso l'osservatore deve essere dipinto di nero opaco, in modo che non crei riflessi indesiderati. Se si usa un rifrattore o un telescopio di tipo Cassegrain, in alternativa al montaggio sull'imboccatura, lo schermo parasole può essere montato alla fine del tubo; questa configurazione non scherma dalla luce solare il cercatore o altri telescopi posti in parallelo allo strumento principale.

Non tutti gli osservatori sono soddisfatti di uno schermo parasole montato sul tubo. Ad esempio, l'astrofilo Jerry Fryer una volta ha confrontato le prestazioni del suo tubo schermato con quelle fornite dallo stesso tubo ma all'ombra della vela di una barca: nel primo caso, ogni soffio di vento induceva vibrazioni nell'immagine all'oculare per via "dell'effetto vela" dello schermo parasole. Alla luce di questa esperienza, secondo Fryer il dispositivo parasole con le migliori prestazioni, come illustrato anche con l'eliostato di Hess della Figura 6.10, è un supporto separato dal telescopio, in grado di proiettare un'ombra sullo strumento e l'osservatore. Fryer ha costruito il suo supporto parasole indipendente dal telescopio in modo molto economico. Il supporto è simile al sostegno di un microfono e ha un braccio regolabile che viene utilizzato per ospitare lo schermo che proietta l'ombra. Questo dispositivo può essere posizionato dove è necessario e sicuramente non contribuisce alla vibrazione dello strumento.

Figura 6.10. Un telescopio in montatura polare per l'osservazione in H-alfa. Notare lo schermo mobile per l'ombreggiatura dell'osservatore. Immagine di Robert Hess.

Alcuni osservatori, per creare un ambiente oscurato portatile, utilizzano un panno, un cappuccio o solo un grande asciugamano posto sopra la testa e l'oculare. Una copertura di questo tipo, utilizzata con uno spettroelioscopio portatile, può funzionare egregiamente. Chi scrive, ha usato un telo scuro e a trama stretta per l'osservazione del Sole nella riga Ca-K, e anche per vedere l'immagine sullo schermo di un computer portatile in pieno giorno. Idealmente, la cappa o il panno dovrebbero essere neri all'interno e bianchi all'esterno, sia per riflettere il calore lontano dall'osservatore, sia per raggiungere meglio l'obbiettivo finale, che è quello di impedire alla luce ambientale di raggiungere l'occhio.

L'esposizione prolungata ai raggi solari (specialmente alle radiazioni UVA/UVB) può essere pericolosa per la salute di un osservatore solare. Questo è il motivo per cui è importante l'utilizzo di una crema solare a protezione della pelle. Durante le sessioni osservative prolungate bisogna sempre usare un prodotto con un fattore di protezione solare adeguato. Le braccia, il viso e la parte posteriore del collo sembrano essere zone particolarmente vulnerabili, quindi vanno spalmate con cura, specie durante l'estate. Quando si compie un'osservazione solare, è consigliabile l'utilizzo di una camicia a maniche lunghe e di un cappello a tesa larga. Alcuni osservatori scelgono di indossare un berretto con una lunga visiera girata all'indietro, in modo da coprire la zona del collo esposta al Sole durante l'osservazione al telescopio.

L'eliostato in montatura polare

L'eliostato è un dispositivo che, di solito, utilizza due specchi piani, posti frontalmente l'uno all'altro, per riflettere la luce solare verso un telescopio immobile, che può essere montato in posizione sia verticale sia orizzontale. Usare un telescopio in configurazione tipo eliostato, è un po' come stare in un laboratorio scientifico, quando si guarda attraverso un microscopio. In sostanza, si tratta di una modalità d'osservazione molto comoda.

L'astrofilo californiano Robert Hess ha costruito, impiegando diversi anni, un eliostato leggero e portatile da utilizzare con il suo rifrattore Televue TV-85 (600 mm di focale, aperto a f/7) e un filtro con *tilting* della Daystar (0,5 Å di banda passante). L'eliostato di Hess non segue lo schema convenzionale a due specchi; al contrario, il suo *design* si avvale di un unico specchio montato in una configurazione polare. Il vantaggio consiste nel fatto che, con uno specchio singolo in montatura polare, per inseguire un corpo celeste si richiede un solo movimento.

Il cuore del dispositivo di Hess è formato da uno specchio ellittico piano con un asse minore di 10,8 cm (4,25 pollici) lavorato a 1/10 di lunghezza d'onda che, in origine, serviva come diagonale in un grande riflettore newtoniano. La montatura dello specchio gira su cuscinetti posti all'interno di due rotaie che tengono rigidamente lo specchio e il telescopio in allineamento polare. Sono presenti controlli per gli aggiustamenti fini in ascensione retta e declinazione. Il telescopio Televue è attaccato alle rotaie per il bordo della cella dell'obbiettivo e, con un bullone, tramite la culla che ospita il tubo. Due leggeri treppiedi fotografici forniscono un supporto molto rigido e stabile per il sistema e garantiscono l'angolo di inclinazione necessario per un accurato allineamento polare. Hess realizza l'allineamento polare durante il giorno, usando una bussola e una livella digitale, operando in quattro fasi successive:

con la bussola, posiziona il treppiede anteriore (nord);

con la livella, punta il perno centrale di questo treppiedi verso lo zenit;

con la bussola, posiziona il treppiede posteriore (sud) in modo tale che le rotaie puntino verso il nord geografico;

con la livella, imposta l'altezza del treppiede posteriore in modo tale che l'inclinazione della rotaia si trovi entro 0°,1 dalla Stella Polare.

Quando un osservatore è seduto all'oculare di questo telescopio, ha facile accesso alla messa a fuoco, al *tilting* (inclinazione) del filtro, alla velocità di inseguimento, alla AR e alla Dec e alle viti di regolazione per il *tuning* fine di altezza/azimut per la modifica dell'allineamento polare della montatura.

Hess afferma di essere rimasto molto soddisfatto del risultato raggiunto con il suo progetto. Lo scopo iniziale era quello di sviluppare una stazione di osservazione portatile, stabile e confortevole per guardare il Sole. Il fatto che il telescopio sia leggero, che il tutto si possa portare in due borse e che sia facile da trasportare in viaggio nel bagagliaio dell'automobile per raggiungere i siti preferiti, dimostra tutti i vantaggi che questo *setup* offre.

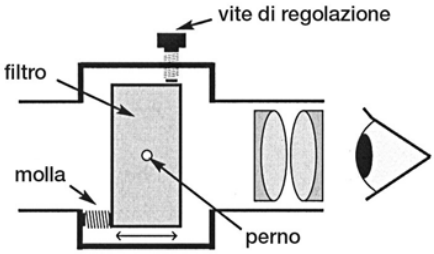

Figura 6.11. Schema di un inclinatore (*tilter*) per un filtro H-alfa sub-angstrom.

Costruzione di un dispositivo per il *tilting*

L'eliostato di Robert Hess fa uso di un filtro H-alfa a posizionamento posteriore, dotato di un dispositivo di *tilting* (inclinazione), per un rapido cambiamento della CWL. Spesso, un filtro con posizionamento anteriore ha un dispositivo di inclinazione incorporato nella piastra di montaggio dell'etalon stesso. Naturalmente, ogni volta che un raggio di luce colpisce in modo obliquo la superficie di un filtro (perché inclinato), segue un cammino ottico più lungo del normale. Per quel raggio, un percorso ottico più lungo equivale a una maggiore separazione delle lastre riflettenti dell'etalon e quindi a un cambiamento della lunghezza d'onda di trasmissione caratteristica del filtro, che si sposta verso una lunghezza d'onda inferiore, e a un ampliamento della banda passante.

Gli osservatori solari che desiderino osservare un evento con spostamento Doppler apprezzabile usando un filtro sub-angstrom possono sfruttare proprio questa caratteristica degli etalon; è sufficiente costruirsi un dispositivo meccanico all'interno del quale alloggiare il filtro, in grado di controllarne l'inclinazione rispetto all'asse ottico del telescopio. Il principio fondamentale da seguire per questo tipo di costruzione prevede la creazione di un paio di perni di rotazione sul contenitore del filtro (o sul forno), che siano collocati a 180° di distanza e attorno al quale il filtro possa liberamente ruotare. Per completare l'opera basta costruire un sistema caricato a molla del tipo tira/spingi, per inclinare il corpo del filtro di una quantità controllata e riproducibile. Di solito, agli estremi del dispositivo di *tilting* si possono inserire adattatori filettati o altre forme di supporto per l'attrezzatura, come un oculare. Se il *tilter* viene costruito a partire da lastre metalliche o da un tubo cilindrico, si può ottenere un'unità compatta e bella da vedere nello stesso tempo.

La quantità di spostamento richiesta per la CWL raramente è più di pochi angstrom che, per la maggior parte dei filtri sub-angstrom, si traduce in un'inclinazione di soli diversi gradi rispetto alla verticale. Nella Figura 6.11 è illustrata la costruzione di un rudimentale dispositivo per il *tilting*. Il perno di rotazione passa per il centro dell'etalon, in modo tale che il bordo del filtro possa oscillare avanti e indietro. La molla e la vite tira/spingi possono essere disposte in diversi modi, a seconda delle esigenze del progettista. Con questo meccanismo, finché la molla e la vite lavorano l'una contro l'altra, si potrà dare un'inclinazione controllata al filtro e ottenere l'effetto desiderato dello spostamento della CWL.

7 Caratteristiche solari in luce monocromatica

Le protuberanze

Senza ombra di dubbio la cromosfera è la sede di alcuni dei più spettacolari eventi che un astronomo dilettante possa studiare. Nel Capitolo 1 abbiamo visto che, a mano a mano che la pressione del gas diminuisce con l'aumentare della distanza dal nucleo del Sole, il campo magnetico generato dalla rotazione differenziale diventa la forza dominante. Nella cromosfera, l'attività magnetica determina tutta una serie di eventi, apparentemente fuori controllo. Molti di questi episodi rilasciano una quantità di energia fantastica e, a volte, determinano l'espulsione di materia dal Sole a velocità elevatissime. Di conseguenza, molti astrofili trovano che la cromosfera sia un luogo estremamente interessante da esaminare. Tutti gli eventi sono ben visibili nella luce H-alfa, anche se alcuni possono essere osservati meglio nella riga K del calcio.

Uno dei fenomeni più studiati della cromosfera è certamente quello delle protuberanze. Una *protuberanza* è genericamente definita come una nube di gas sospesa al di sopra della superficie del Sole. Una tipica protuberanza ha una temperatura di 10.000 K e una densità molte volte superiore a quella della cromosfera circostante. Spesso, una protuberanza mostra la forma delle linee del campo magnetico che la sostiene e cambia di aspetto con l'evolversi del campo stesso. Per gli astronomi professionisti le protuberanze forniscono uno strumento per mappare un campo magnetico nell'atmosfera del Sole. La varietà di dimensioni, forme, luminosità e movimenti che si trovano nelle protuberanze le rende il più affascinante dei fenomeni da osservare e riprendere.

Quando una protuberanza viene osservata al bordo del Sole appare come una struttura luminosa ma, se si trova proiettata sul disco, allora si presenta di colore scuro e viene chiamata *filamento*. Protuberanza e filamento sono lo stesso fenomeno, solo visto da due prospettive diverse; gli astronomi solari hanno impiegato un certo tempo per capirlo. La luminosità di una protuberanza al lembo è il risultato dell'emissione di radiazione da una nube di plasma caldo sullo sfondo scuro e freddo dello spazio. Se si osserva una protuberanza proiettata contro il disco solare, più caldo e denso, essa si presenterà come una regione in assorbimento, quindi scura: da qui l'aspetto di filamento. Se sufficientemente energetico, un filamento sul disco del Sole può anche apparire come una struttura brillante, ma di solito appare come una regione di colore grigio o nero. In generale, i filamenti associati con un gruppo di macchie solari appaiono come linee strette, scure e tortuose; i lunghi e deboli filamenti di spessore variabile di solito non sono accompagnati da macchie, e cambiano d'aspetto molto lentamente.

Per quanto riguarda l'evoluzione nel tempo di filamenti e protuberanze, ogni cosa è possibile. Una protuberanza è una struttura transitoria, che può durare da alcuni minuti a diversi mesi, e può occupare uno spazio addirittura maggiore del diametro solare, anche se normalmente misura solo diverse migliaia di chilometri. I filamenti non sono limitati alla zona delle macchie, ma possono apparire anche a latitudini solari elevate. A causa della rotazione differenziale, diverse strutture possono allinearsi in direzione est-ovest in modo tale da collegarsi e formare un'u-

nica lunga sequenza di strutture filamentose. Quando si forma, questa configurazione viene chiamata *corona polare*. Se un filamento viene osservato di scorcio dalla Terra, spesso presenta proiezioni di materia da un lato che gli conferiscono la forma di un "bordo dentellato". Queste proiezioni si estendono nell'area dove il campo magnetico di una regione attiva inverte la polarità, una zona che viene chiamata *linea neutra*.

C'è un legame significativo tra protuberanze e filamenti, regioni attive e brillamenti solari. Un filamento si sviluppa quando ci sono le condizioni adatte per il sollevamento di gas denso al di sopra della fotosfera solare. Una di queste condizioni è il *flare* solare che, attraverso i suoi effetti termici, appare in grado di influenzare il comportamento del plasma; il risultato è la condensazione di gas nella corona inferiore, seguita da una sua ricaduta, come una specie di "pioggia", verso la fotosfera. Se la liberazione di energia del *flare* solare è particolarmente violenta, la materia può anche essere espulsa dal Sole. Infine, e questo vale sia per le protuberanze che per i filamenti, c'è l'effetto di sostentamento sul plasma da parte dei campi magnetici che, dal basso, salgono verso la cromosfera.

Si possono classificare le protuberanze e i filamenti in due grandi classi: *quiescenti* (a lenta evoluzione) ed *eruttive* (a rapida evoluzione). Per la maggior parte della sua esistenza, una protuberanza quiescente cambia il suo aspetto solo moderatamente con il trascorrere del tempo. Naturalmente, una protuberanza eruttiva, a causa della sua natura esplosiva, è molto più emozionante da osservare. Dal momento che la nostra distanza dal Sole è grande (circa 150 milioni di km), anche se alcune protuberanze sono molto estese (fino a centinaia di migliaia di chilometri di lunghezza), normalmente l'attività in tempo reale appare evolvere lentamente e con gradualità. Tuttavia, non bisogna pensare che una protuberanza eruttiva si muova necessariamente a passo di lumaca; cambiamenti notevoli possono essere facilmente visti anche nel breve volgere di soli 60 s. Anche le protuberanze quiescenti, a dispetto del nome, non sempre rimangono tranquille; in effetti, possono attivarsi ed eruttare verso lo spazio, scomparendo completamente dalla regione originariamente occupata. E dopo la scomparsa di una protuberanza/filamento non bisogna pensare che lo *show* sia finito: una nuova struttura può ricomparire nella stessa zona solo pochi minuti oppure qualche giorno dopo.

La protuberanza a forma di "siepe" è una struttura tipicamente quiescente. Prende il nome dalla evidente somiglianza d'aspetto con filari di alberi e siepi lasciati come frangivento nei campi dagli agricoltori. Spesso, le estremità di una protuberanza a siepe sono magneticamente ancorate alla superficie sottostante. Normalmente, questi "ancoraggi" sono strutture stabili e tranquille, ma quando una delle estremità inizia a sparire dal basso, ciò viene considerato un indicatore del fatto che la protuberanza è sul punto di eruttare. Fra le altre forme che una protuberanza quiescente può assumere vi sono: la "nuvola sospesa", il "cumulo", l'"anello", il "tornado" e il "tronco d'albero".

Le protuberanze ad anello sono strutture particolarmente belle quando sono visibili al lembo. A seguito dell'*outburst* di un intenso *flare*, il materiale solare espulso nella corona comincia a raffreddarsi e a condensare, tornando indietro verso la superficie sottostante. Talvolta il flusso di materia è su entrambi i lati dell'anello, ma ogni tanto si può vedere anche la salita da un lato e la discesa dall'altro. Se il circuito dell'anello è aperto e incompleto, si può osservare quella che

viene chiamata una *pioggia coronale*, una struttura costituita da deboli correnti di plasma e da noduli di gas che ricadono verso il basso attraverso la cromosfera. Questi effetti sono chiaramente visibili nel corso del tempo, specialmente se si usa un video che faccia scorrere in modo accelerato le immagini relative al flusso del plasma.

L'eruzione di una protuberanza generalmente avviene a una certa distanza dal bordo del Sole. Le protuberanze di tipo eruttivo hanno nomi che sono indicativi del loro aspetto. Le *surge* ("scoppio") sono eruzioni di materia a sviluppo lineare che fanno seguito a un potente *flare*. Spesso, una *surge* esplode mentre si solleva, perde energia e ripiega su se stessa con un grande effetto di spruzzi. Qualora la *surge* diventi caotica, con il plasma che va in ogni direzione, la si chiama *spray*. Un'altra forma tipica delle protuberanze eruttive è quella a lunga e stretta colonna di materia, conosciuta come *getto*, o *protuberanza impulsiva*. Una velocità di picco tipica è di circa 150 km/s; una *spray* supera regolarmente i 200 km/s. Come vedremo più avanti, un astrofilo che osservi queste strutture al lembo può fare misure della velocità della protuberanza proiettata sulla sfera celeste, prendendo semplicemente nota del cambiamento di posizione di un nodulo di gas in risalita in funzione del tempo.

Una *surge* filamentosa osservata contro il disco del Sole, nel suo complesso si muoverà nella direzione della Terra e la radiazione emessa sarà spostata per effetto Doppler verso l'ala blu della riga H-alfa. L'effetto Doppler è dovuto alla "compressione" o allo "stiramento" della lunghezza d'onda della radiazione emessa, a seguito del rapido movimento della sorgente rispettivamente verso l'osservatore o in allontanamento da esso. Nel caso delle onde sonore, l'effetto Doppler può essere avvertito molto facilmente. Ad esempio, basta fare caso al fischio di un treno che si avvicina e passa rapidamente in una stazione. Durante la fase di avvicinamento il suono è molto più acuto (lunghezza d'onda più breve), mentre in fase di allontanamento il suono è più grave (lunghezza d'onda più lunga). Lo stesso fenomeno può essere udito quando un mezzo dei pompieri passa velocemente a sirene spiegate. Per l'osservatore di una protuberanza eruttiva con effetto Doppler, il filamento comincerà a sbiadire a poco a poco, fino a diventare invisibile, scomparendo alla vista. Con la messa a punto della CWL del filtro H-alfa verso la parte blu dello spettro la protuberanza riapparirà, a meno che non si sia completamente dissipata. Questo evento, cioè la scomparsa improvvisa di un filamento, è detto "sparizione brusca". Un altro effetto interessante, ma non facile da osservare, si ha quando una protuberanza di tipo impulsivo si trova nei pressi del lembo con una traiettoria orientata verso la Terra. In questo caso, quando il filtro H-alfa è in banda, solo una parte della protuberanza rimane visibile. Quando il filtro è sintonizzato verso l'ala blu della H-alfa, la regione inferiore della protuberanza scompare, mentre diventano visibili le parti superiori. Apparentemente, è come se le regioni superiori si muovessero a una velocità maggiore rispetto alle regioni inferiori.

Non esiste un sistema di classificazione che possa descrivere tutte le forme che può assumere una protuberanza. Nonostante questo, nel corso degli anni è stata elaborata una serie di schemi; un tentativo interessante è stato fatto da D. Menzel e J. Evans nei primi anni '50 del secolo scorso. Questo schema (Tabella 7.1), con l'uso di una designazione a tre lettere, è simile al sistema di classificazione delle

macchie solari di McIntosh. Nella classificazione Menzel-Evans, la prima lettera indica il luogo di origine della protuberanza, se è discendente dalla corona o ascendente dalla cromosfera. La seconda lettera ci dice se la protuberanza è correlata o meno a macchie solari. Infine, la terza lettera è una descrizione dell'aspetto della protuberanza. I delicati anelli della Figura 7.1 sono dell'aprile 2001 e hanno una classificazione Menzel-Evans ASl. Queste protuberanze si sono originate dall'alto, quindi sono del tipo discendente: da qui la "A" nella classificazione. C'è anche un gruppo di macchie solari proprio vicino al lembo (non visibile nella foto), a cui queste protuberanze sono associate: quindi, la seconda lettera è una "S". Infine, hanno la forma di un anello (*loop*), quindi la terza lettera della classificazione è una "l". La luminosa *surge* a nord degli anelli sarebbe classificata come BSs. La pioggia coronale che si trova tra queste due, e che si origina più lontano, nella corona, sarebbe una ASa.

Tabella 7.1. Lo schema di Menzel-Evans per la classificazione delle protuberanze.

A – Protuberanze che si originano nella corona (discendenti)	
S protuberanze correlate con macchie solari	**N** protuberanze non correlate con macchie solari
a pioggia coronale (coronal rain)	**a** pioggia coronale (coronal rain)
f imbuto (funnel)	**b** tronco d'albero (tree trunk)
l anello (loop)	**c** albero (tree)
	d siepe divisoria (hedgerow)
	f nube sospesa (suspended cloud)
	m cumulo (mound)
B – Protuberanze che si originano nella cromosfera (ascendenti)	
S protuberanze correlate con macchie solari	**N** protuberanze non correlate con macchie solari
s surge (scoppio)	**s** spicola
p soffio (puff)	

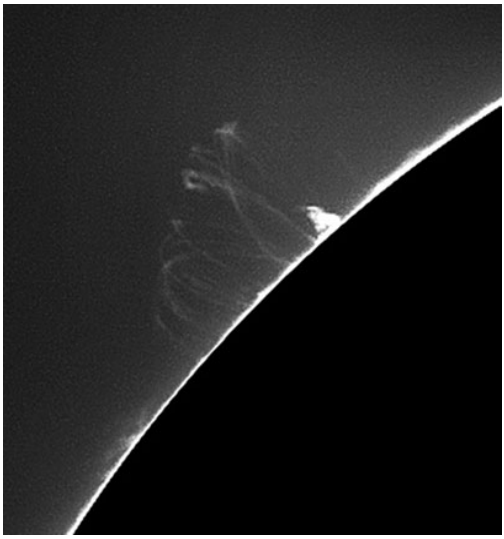

Figura 7.1. In questa foto del 2001 sono visibili tre tipi di protuberanze: alcune delicate protuberanze ad anello (*loop*), una pioggia coronale e una *surge*. Immagine di Jamey Jenkins.

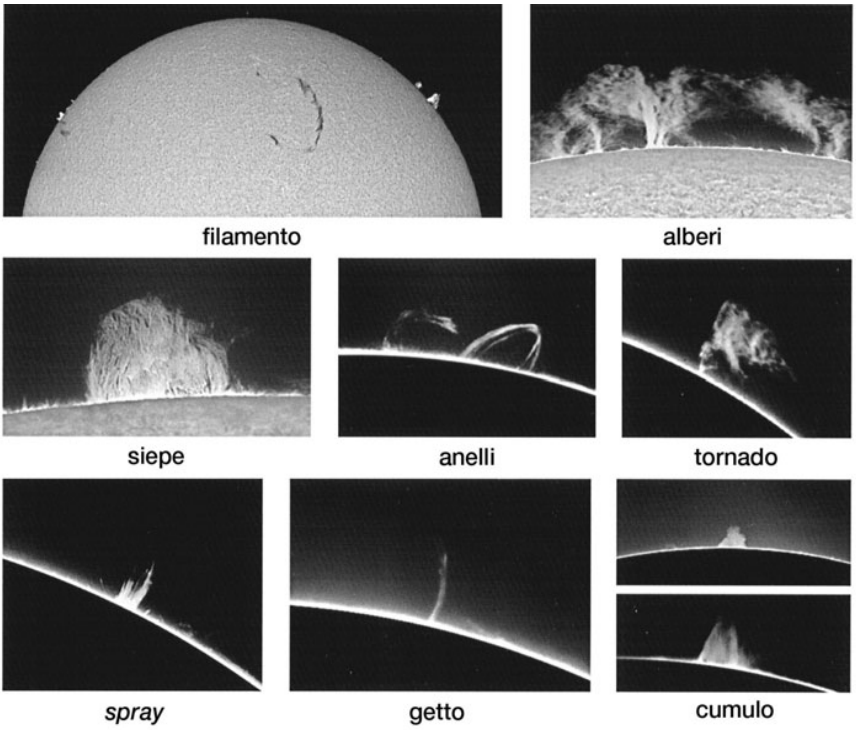

Figura 7.2. Un campionario di protuberanze. Il filamento sul disco, gli alberi e la siepe sono per gentile concessione di Eric Roel. Le altre sono immagini di Jamey Jenkins.

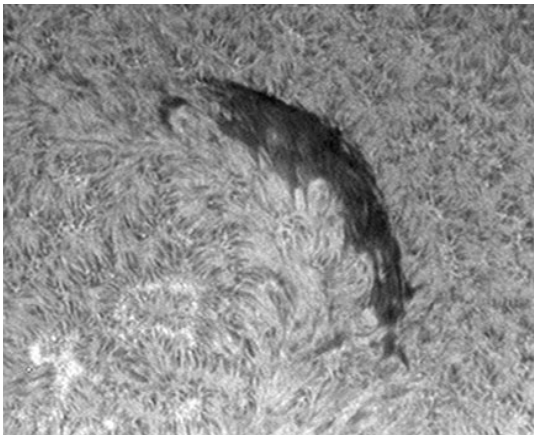

Figura 7.3. Immagine in alta risoluzione di un filamento del giugno 2002. La parte inferiore presenta un margine ondulato, dove il rilievo si estende verso i "punti di ancoraggio" nella cromosfera inferiore. Immagine di Gordon Garcia.

I *flare* solari

Gli osservatori neofiti e il grande pubblico spesso, erroneamente, sono convinti che protuberanze e *flare* siano lo stesso fenomeno. In realtà, come abbiamo visto, si tratta di due cose diverse. Una protuberanza è una nube di gas in sospensione al di sopra della fotosfera; un *flare* (brillamento) consiste nel rapido rilascio dell'energia che si è accumulata nel campo magnetico di una regione attiva. Un *flare* si presenta come una zona in cui si verifica un aumento inaspettato di luminosità, pari a circa due volte l'intensità della cromosfera circostante (a parità di superficie). A causa di un *flare*, anche nelle *plage* intorno alla regione attiva si può assistere a variazioni di luminosità. Le *plage* sono visibili nella bassa cromosfera e, di solito, sono ben osservabili anche alla lunghezza d'onda della Ca-K (393,3 nm). Una *plage* può circondare una macchia solare e, di solito, appare come una struttura a forma di nube, senza avere una particolare consistenza per brillantezza e forma.

Una *plage* segna il luogo dove si trova il campo magnetico associato a una macchia. Si tratta della versione cromosferica della facola fotosferica, e quando queste strutture furono scoperte, verso la fine del XIX secolo, vennero chiamate *flocculi brillanti*. All'epoca, *flocculi* era un termine generico, usato per descrivere molte caratteristiche della cromosfera solare. Per esempio, i filamenti erano conosciuti come *flocculi scuri*. In una *plage*, l'area meno densa e concentrata è detta "corridoio della *plage*" e denota la regione sede di inversione della polarità magnetica. È importante non confondere una *plage* con un *flare*. La prima non emette una energia così intensa, ed è una struttura stabile per un periodo di tempo molto più lungo. Fra i due eventi, il *flare* è sicuramente di gran lunga quello di più breve durata.

Quasi tutti i brillamenti solari saranno osservati nell'H-alfa, perché a questa lunghezza d'onda del visibile il *flare* è in emissione. Il primo brillamento mai osservato è stato abbastanza intenso da essere visibile anche in luce bianca (vedi

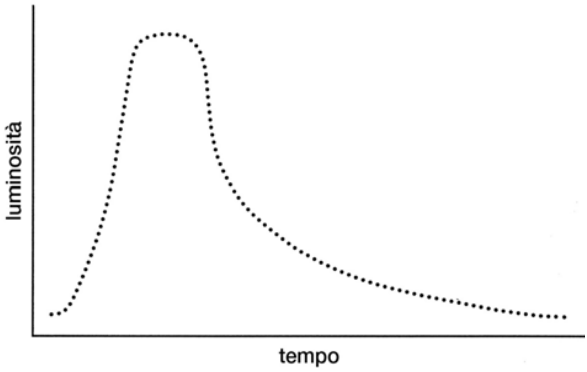

Figura 7.4. La tipica curva di luce di un *flare*.

Capitolo 4), ma è stato solo dopo l'invenzione dello spettroeliografo che la frequenza e l'entità dell'attività dei *flare* sono diventate evidenti. Ad esempio, ora sappiamo bene che un gruppo di macchie solari ben sviluppato, con classificazione di McIntosh D, E o F, è particolarmente adatto per la produzione di brillamenti solari. Molti *flare* si sviluppano in seguito al movimento di una macchia solare o all'emergere di nuove linee di flusso magnetico in una macchia solare. Spesso, la torsione e il contorcimento delle linee magnetiche all'interno di un gruppo di macchie solari complesso determinano la comparsa di un brillamento. Anche il ciclo solare condiziona la frequenza dei *flare*. Vicino al minimo si verificano pochissimi eventi, mentre durante il massimo non è inusuale avere anche un evento al giorno; infine, gli eventi più energetici si verificano in genere due anni dopo il massimo delle macchie solari. Un *flare* può mostrare notevoli cambiamenti d'aspetto da un minuto all'altro e, di solito, l'evento si conclude nel giro di un'ora.

La Figura 7.4 mostra come potrebbe apparire la tipica curva di luce di un *flare* solare. Di solito, il brillamento comincia con un rapido aumento di luminosità di diversi punti, o nuclei, situati all'interno o in prossimità di una macchia solare. Queste zone crescono progressivamente di dimensioni e luminosità; per un *flare* di grandi dimensioni potrebbero essere necessari diversi minuti ma, nel caso di un *flare* piccolo, di solito l'intervallo di tempo è ancora più breve. Il periodo di rapido aumento della luminosità è chiamato *fase di flash*, ed è seguito da una fase di graduale diminuzione dell'emissione luminosa. Se il *flare* è energetico, il suo aspetto può evolvere in una struttura simile a un doppio nastro che marca la regione della linea neutra (Figura 7.5).

La temperatura locale in prossimità di un *flare* può raggiungere un valore di molti milioni di gradi e, se l'evento si trova in prossimità di un filamento che si è sviluppato al di sopra della linea neutra, ne causa la brusca sparizione. A causa del forte riscaldamento che il *flare* provoca nella corona solare inferiore, è praticamente certa la formazione di una o più protuberanze ad anello a causa dell'ascesa del plasma riscaldato lungo le linee di forza del campo magnetico della regione attiva. Un *flare* è un evento decisamente vistoso e sconvolgente per l'atmosfera solare.

Come se non bastasse, a seguito dell'attività di un *flare* si possono verificare molti altri fenomeni interessanti. Una struttura che può essere piuttosto difficile da

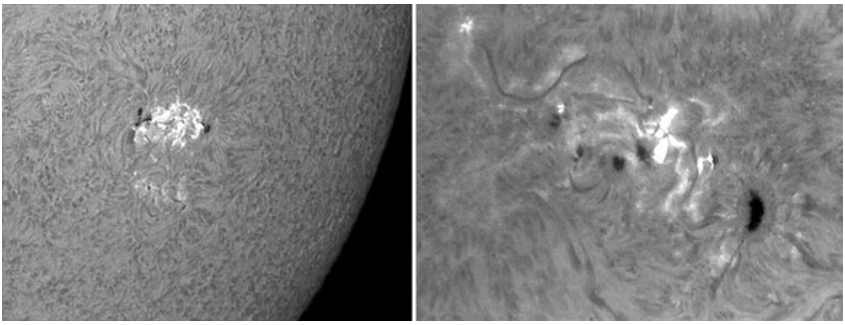

Figura 7.5. *Flare* solari in azione. Queste foto del 2 maggio 2004 (a sinistra) e del 5 luglio 2003 (a destra), sono state ottenute con un filtro H-alfa Daystar da 0,38 Å. Immagini di Gordon Garcia.

individuare è l'*onda di Moreton*. I *flare* particolarmente energetici e di grande taglia rilasciano onde d'urto che si espandono su tutto il disco del Sole, assumendo la forma di un arco. La velocità di espansione di un'onda di Moreton è di circa 1000 km/s, e questo crea un fronte d'urto in rapido movimento. L'osservatore nella banda H-alfa può aspettarsi di vedere un'onda di Moreton come una struttura debolmente luminosa a basso contrasto; se si osserva fuori banda, nelle ali della riga H-alfa, l'onda appare più scura.

A mano a mano che l'onda attraversa il disco solare può incontrare un filamento che reagirà come fa una persona in mare investita da un'onda di superficie: per prima cosa sarà spinta verso l'alto e poi tornerà verso il basso, nella posizione originaria. Il filamento, a mano a mano che subisce lo spostamento Doppler dentro e fuori la banda passante, diventerà più o meno visibile come conseguenza del rapido movimento causato dal passaggio dell'onda di Moreton.

A volte l'espulsione di massa coronale, abbreviata in CME (*Coronal Mass Ejection*), è il risultato dell'attività di un *flare* solare. Durante un CME, un'enorme bolla di gas coronale viene espulsa dal Sole e diventa un'onda d'urto del vento solare. Il tempo di sviluppo di un CME è di diverse ore e, occasionalmente, l'area interessata può superare quella dell'intero disco solare. Per la maggior parte del suo tempo, la sonda SOHO (SOlar and Heliospheric Observatory) ha sorvegliato la corona solare, a partire dal 1996. I video accelerati, assemblati usando le immagini della SOHO, mostrano la natura intrinsecamente espansiva dei CME. I video della SOHO sono liberamente disponibili per il *download* su diversi siti *web*.

La classificazione ottica di un *flare* solare avviene in base all'area della zona occupata durante la massima luminosità in H-alfa. Questa classificazione è conosciuta anche come "Classificazione di importanza". Si tratta di un sistema a due cifre: il primo numero rappresenta la superficie stimata del *flare* in gradi quadrati, mentre la seconda cifra è una misura della luminosità. All'area è assegnato un punteggio da 0 (per i *flare* più piccoli) fino a 4 (per quelli più grandi). Alcune varianti dello schema utilizzano una "S" per indicare i brillamenti meno estesi, designandoli come "sub-*flare*".

Alla luminosità di un *flare* vengono assegnate le lettere F, N o B che indicano, rispettivamente, un *flare* debole (F, *faint*), normale (N, *normal*) o luminoso (B, *bright*). Ad esempio, un *flare* solare, in questo sistema, può essere classificato come: Importanza 2N, Importanza 4B ecc. Usando questo sistema, la classificazione dei *flare* è un po' soggettiva, in particolare quando una regione attiva si avvicina al bordo solare, dove la visione di scorcio rende difficili le stime dell'estensione. Anche quando un *flare* è in prossimità del meridiano solare esiste comunque una "zona grigia" tra i termini debole, normale e luminoso, che l'osservatore attribuirà in modo soggettivo. In ogni caso, gli astrofili desiderosi di classificare i *flare* a partire dalle loro osservazioni utilizzeranno il sistema di Classificazione di importanza, perché si basa su criteri soggetti a misure (vedi Tabella 7.2).

Un *flare* solare può anche essere classificato in base al flusso di picco che esso provoca nei raggi X. Il flusso X è misurato dai satelliti GOES (Geostationary Operational Environmental Satellites), e la classificazione segue uno schema in classi, ciascuna 10 volte più intensa della precedente, identificate dalle lettere A, B, C, M o X; ogni classe è suddivisa in dieci categorie, indicate da numeri (da 0 a 9). Secondo la classificazione GOES, un *flare* di classe M4 è dieci volte più potente di un *flare* di classe C4 e un *flare* X4 è dieci volte più potente di un M4.

Tabella 7.2. Classificazione ottica dei *flare* solari.

Importanza 0	area < 2,0 gradi eliografici quadrati
Importanza 1	area = 2,1-5,1 gradi eliografici quadrati
Importanza 2	area = 5,2-12,4 gradi eliografici quadrati
Importanza 3	area = 12,5-24,7 gradi eliografici quadrati
Importanza 4	area > 24,8 gradi eliografici quadrati

Il NOAA ha introdotto recentemente una scala che misura il flusso di particelle energetiche emesse da un *flare* che raggiungono la Terra. La scala è suddivisa nelle classi S1, S2, S3, S4 e S5, dove S1 indica un *flare* su scala minore, mentre S5 è un *flare* molto intenso. Ancora una volta, ogni classe della scala rappresenta un aumento di dieci volte del flusso di particelle rispetto alla classe precedente. Si pensa che questa scala sia più *user friendly* per il grande pubblico, sia per la stima delle condizioni "meteo" spaziali sia per le valutazioni dell'impatto che il brillamento avrà sull'ambiente terrestre.

Il reticolo cromosferico

Il reticolo cromosferico copre praticamente l'intero Sole e, come dice il nome, si tratta di una struttura simile a una griglia piuttosto fine. Se osservato nella luce del calcio a 393,3 nm (Ca-K), il reticolo cromosferico assomiglia a una rete luminosa. In H-alfa la luminosità si inverte, con il centro del reticolo che appare chiaro, mentre il bordo è più scuro. Questa rete è composta da macchie (*mottle*) grandi e pic-

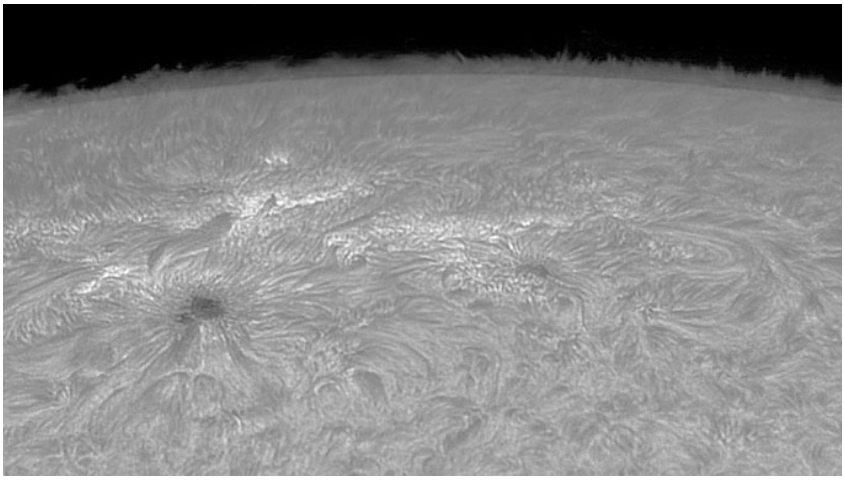

Figura 7.6. Questa immagine di Eric Roel illustra la delicata natura delle spicole. L'aspetto a getto delle spicole al lembo solare è complementare all'effetto vortice creato dal campo magnetico delle macchie solari.

cole; i *mottle* più grandi possono avere dimensioni fino a 20.000 km e, a volte, si fondono per formare le *plage*. I *mottle* più piccoli arrivano fino a poche centinaia di chilometri di larghezza ma possono avere una lunghezza di diverse migliaia di chilometri. Il reticolo cromosferico è provocato dall'influsso magnetico, sul plasma della cromosfera, dei supergranuli della sottostante fotosfera. A differenza della granulazione fotosferica, le celle della rete cromosferica hanno un diametro di quasi 40 secondi d'arco, ciascuna con una durata di circa un giorno.

L'anello di colore rosa che circonda il bordo del Sole durante un'eclisse totale è la *cromosfera*, che ha circa 2000 km di spessore. I primi osservatori telescopici della cromosfera durante le eclissi si resero conto che questo anello al bordo solare era formato da una moltitudine di "getti di gas" espulsi dal Sole. In effetti, data una risoluzione sufficiente, la cromosfera si rivela composta di molte migliaia di queste fini strutture, che sono chiamate *spicole*. Le spicole furono scoperte nel 1877 da Padre Angelo Secchi, dell'Osservatorio Vaticano di Roma. Al lembo, le spicole sono osservabili come dettagli in emissione, mentre se vengono osservate sul disco appaiono scure: in questo caso sono note come *fibrille* o *mottle*. Collettivamente, le spicole delineano il reticolo cromosferico, conferendo alla rete un caratteristico aspetto leggermente sfuocato e un po' "peloso". Le spicole, con una altezza media di 7500 km e un diametro di circa 800 km, si estendono oltre il lembo, formando un angolo di 70-90° con la tangente al bordo. Una spicola dura in media 5 minuti e pone fine alla sua esistenza cadendo sul Sole o semplicemente scomparendo alla vista.

Gruppi di spicole possono assumere varie forme e configurazioni. Se si osservano vicino al bordo, ma non su di esso, l'aspetto "irsuto" è più evidente. A volte, grappoli di spicole vengono indicate come un "pennello". In buone condizioni di

seeing, le spicole appartenenti a un pennello conferiscono alla visione un aspetto tridimensionale. Quando le spicole sono allineate a formare una colonna o una riga, si dice che formano una *catena*. Una delle forme esteticamente più piacevoli è quella a rosetta, dove si ha una raggiera di spicole che si diparte da un punto centrale, come i petali di un fiore. Una regione attiva contenente macchie solari con un forte campo magnetico ha una influenza diretta sulle spicole che si trovano nelle immediate vicinanze. Qualsiasi spicola che si trovi in una posizione adiacente al gruppo di macchie solari viene piegata e allungata, a seguito dell'azione del locale campo magnetico, dando l'illusione della presenza di un vortice.

Quando il gas rarefatto della cromosfera superiore interagisce con un campo magnetico locale, si possono vedere proiezioni, simili a dita, che indicano la posizione delle linee di forza magnetiche. Ricordate il classico esperimento scientifico, fatto a scuola, con la limatura di ferro e una barra magnetizzata? Lo stesso principio di "allineamento magnetico" vale anche per il plasma solare. Queste proiezioni di plasma sono le fibrille. Molte volte si trovano fibrille collegate a un filamento/protuberanza più grande, lungo il bordo ondulato della struttura. Alcune fibrille presentano dimensioni in lunghezza e larghezza superiori a 10.000 km e 2000 km, rispettivamente.

Una regione con un flusso emergente è una zona con un nuovo flusso magnetico che si sta facendo strada nella fotosfera come, ad esempio, può accadere sul bordo di una macchia solare. Spesso vi compaiono piccoli punti luminosi, *flare* in miniatura, con un'estensione inferiore a 5 secondi d'arco, che possono durare da alcuni minuti a qualche ora. Questi punti luminosi sono chiamati *bombe Ellerman* e sono chiaramente osservabili nelle ali della riga H-alfa, perché sono strutture situate nella parte inferiore della cromosfera. Questi dettagli sono conosciuti anche come *moustache* (baffi); probabilmente sono dovuti alla riconnessione di campi magnetici, ma la loro causa non è chiara.

Le osservazioni del Sole in luce bianca e in luce monocromatica si completano a vicenda perché i campi magnetici che creano l'attività nella fotosfera e nella cromosfera sono direttamente collegati tra loro. Se si desidera acquisire una profonda conoscenza di ciò che accade all'interno di una regione attiva sul Sole, si dovrebbero seguire le varie e successive fasi di sviluppo, che interessano prima la superficie solare e poi l'esterno. Naturalmente, per fare questo occorre un monitoraggio del Sole sia in luce bianca sia in luce monocromatica.

Progetti di osservazione

Nella parte di questo libro riguardante l'osservazione in luce bianca sono state esposte diverse possibilità per gli astrofili che vogliano essere coinvolti in un programma osservativo. Come è già stato detto, i numerosi vantaggi di "osservare per uno scopo" consistono nel migliorare le proprie capacità osservative, sviluppare nuove amicizie e perseguire l'obbiettivo principale: dare un (piccolo) contributo alla scienza. Per gli stessi motivi, anche l'osservatore monocromatico deve sviluppare e perseguire un programma mirato di osservazioni.

Anche in questo caso, per registrare gli aspetti morfologici la fotografia è preferibile al disegno. La fotografia dell'intero disco e quella delle regioni attive sono

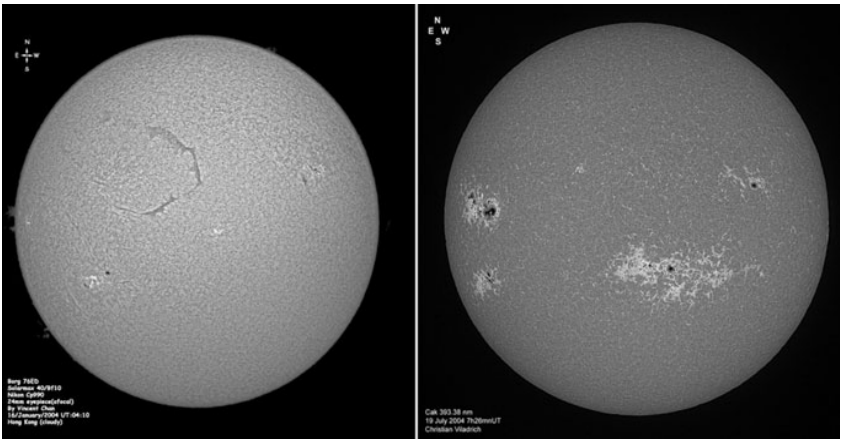

Figura 7.7. Fotografie a disco intero per il monitoraggio della cromosfera. L'immagine a sinistra è ripresa nella riga H-alfa ed è di Vincent Chan. L'immagine a destra è di Christian Viladrich, ed è nella riga K del calcio.

campi che offrono molte opportunità per un osservatore solare adeguatamente equipaggiato. Il posizionamento accurato dei dettagli attraverso il disegno su un disco bianco è un'operazione già di per sé difficile, e di solito è quasi impossibile ritrarre tutto ciò che può essere visto all'oculare. Tuttavia, non è una procedura del tutto inutile: uno schizzo veloce di quanto osservabile all'oculare va bene per prendere appunti, fare stime di luminosità e così via. La fotografia, tradizionale o digitale che sia, è l'unico mezzo sicuro per catturare un evento unico come può essere l'evoluzione di una protuberanza o di un *flare*. Tuttavia, l'acquisizione di immagini non è l'unica strada da percorrere nell'esplorazione monocromatica del Sole. Ad esempio, un'alternativa fra un certo numero di altre opzioni potrebbe essere il calcolo della velocità, ortogonale alla linea di vista, delle protuberanze al lembo solare; oppure la catalogazione e la classificazione dei *flare* solari, che impegna a tempo pieno un certo numero di osservatori sparsi per il mondo (Figura 7.7).

La morfologia solare

Se si è interessati a perseguire questo settore di studio si può cominciare dalla rilettura del Capitolo 5 e della sezione che si occupa dei programmi morfologici per l'osservatore in luce bianca. Le parti sull'orientamento dell'immagine, la registrazione dei dati e l'utilizzo delle foto possono essere applicate anche agli studi cromosferici. La differenza più significativa tra l'osservazione in luce bianca e il lavoro in banda stretta sta nella ricchezza dei dettagli presenti nella foto monocromatica. A seconda del progetto a cui si lavora, può variare il tempo richiesto per l'osservazione. Ad esempio, fotografare il ciclo di vita di una macchia solare in luce bianca può richiedere un certo numero di giorni, mentre l'evoluzione del-

l'attività energetica cromosferica può durare da 10 minuti a diverse ore. In quest'ultimo caso, l'osservatore, se vuole, può registrare un evento senza interruzioni.

Le foto a disco intero sono utili quando si vogliono documentare le condizioni della cromosfera rivolta verso la Terra in un certo momento della giornata. L'obbiettivo di ogni programma di fotografie dell'intero disco è quello di ottenere immagini nitide e a grande campo del Sole. Naturalmente, la fotografia deve essere in un formato standard, in modo tale che si possa fare il confronto con altre immagini, in luce bianca o monocromatiche, di monitoraggio.

In media, una foto dell'intero disco solare ha una risoluzione di circa 2-3 secondi d'arco. Inoltre, poiché l'osservatore monocromatico fotografa attraverso un filtro a banda stretta, la dispersione atmosferica e il cattivo *seeing* saranno ridotti al minimo, a tutto vantaggio del fotografo. Alcuni strumenti forniscono un'immagine più viva e contrastata in una zona centrale del campo di vista (regione spesso indicata come *sweet-spot*); quindi, una foto del disco solare si può ottenere con l'assemblaggio di diverse riprese fatte all'interno di questa zona, in modo tale da ricoprire l'intero disco di 32 primi d'arco di diametro. Per questo lavoro, un telescopio di media o breve lunghezza focale dotato di un filtro obbiettivo a tutta apertura è lo strumento ideale. Un filtro a montaggio posteriore funziona bene quando è accoppiato con una lente telecentrica adeguata o quando si può diaframmare l'obbiettivo per portare il rapporto focale nominale a f/30. In questo tipo di fotografia, non è importante avere a disposizione una buona apertura e dunque praticare l'*imaging* in alta risoluzione. Infatti, lo scopo del progetto è solo di rappresentare la posizione dei dettagli sul disco. Invece, quello che un buon fotografo deve cercare di ottenere è un'illuminazione uniforme dell'intero disco solare, minimizzando l'effetto *sweet-spot*.

La fotografia delle regioni attive è un po' più impegnativa, perché l'obbiettivo è quello di ottenere un'immagine ingrandita del Sole, con una risoluzione pari o superiore a 1 secondo d'arco. Il lavoro in alta risoluzione amplifica l'influenza del *seeing* atmosferico e il peso dei difetti strumentali, come le vibrazioni del tubo del telescopio. In questo campo, per sviluppare una buona tecnica la pratica è fondamentale. Se un osservatore persevera, anche nei siti più turbolenti può approfittare di alcuni momenti di *seeing* eccellente. Anche da un evento con una durata relativamente breve, come un *flare* solare, una protuberanza eruttiva, un'onda di Moreton o altri eventi transitori, si può ottenere un'emozionante serie di foto. Da queste immagini si potrà assemblare un breve filmato in grado di mostrare in modo spettacolare lo svolgersi dell'intero evento in un arco di tempo compresso (Figura 7.8).

La misura delle protuberanze

Analizzare una fotografia o effettuare un'osservazione visuale per la misura della posizione di una particolare struttura è un compito relativamente semplice. Ma perché un astrofilo dovrebbe essere interessato a determinare la posizione di una protuberanza o l'altezza di una formazione a siepe? Per prima cosa, determinare la posizione di una protuberanza è utile ai fini dell'identificazione. Le regioni attive nella fotosfera sono strutture tipicamente di lunga durata, che vengono cata-

logate in modo tempestivo al loro primo apparire. In molte occasioni, una struttura a livello cromosferico è collegata a una regione attiva, ma altre volte appare più come un dettaglio casuale, che va e viene in poche ore.

Compiere misure ortogonalmente alla linea di vista significa misurare la posizione o la velocità apparente di un dettaglio così come viene visto dalla Terra. Quindi, non si misurano le posizioni e le velocità reali nello spazio, ma le stesse quantità proiettate sulla sfera celeste. Rispetto ai filamenti, le protuberanze mostrano spesso il loro vero profilo, perché molti degli eventi che accadono al

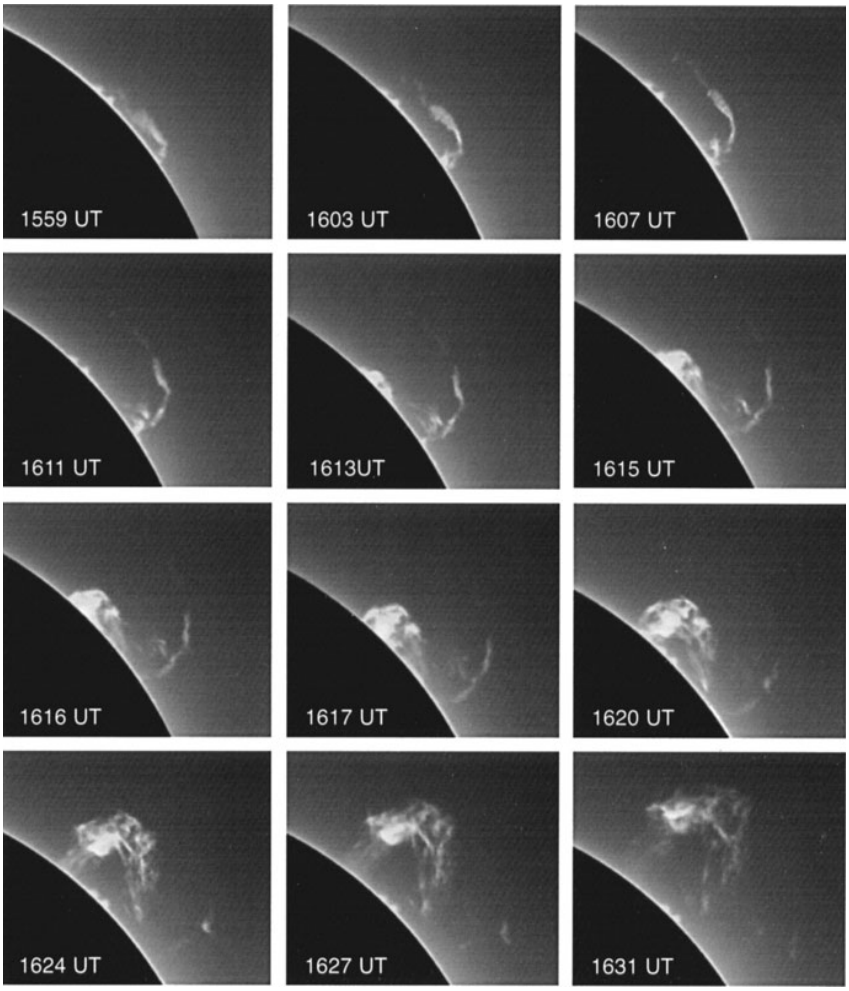

Figura 7.8. Serie di foto, riprese il 5 marzo 2000, che mostra l'eruzione di una protuberanza solare. Il Tempo Universale della ripresa compare nell'angolo in basso a sinistra. Immagini di Steve Rismiller.

bordo formano un angolo di circa 90° relativamente alla linea di vista dell'osservatore. Ovviamente, la stima dell'altezza di un filamento è molto più facile da fare quando esso si trova al lembo solare, rispetto a quando si trova in prossimità del centro del disco solare, quando l'osservatore è posizionato direttamente sopra di esso. Come per tutte le misure, anche queste saranno in parte condizionate dai difetti dello strumento o dalle limitazioni imposte dall'atmosfera. Tuttavia, con la stima dell'altezza o della velocità di eruzione di una protuberanza l'astrofilo soddisfa la propria curiosità relativamente a quella struttura ed è questo ciò che realmente conta. Inoltre, è estremamente educativo e interessante sapere che la protuberanza che si sta studiando ha dimensioni molte volte superiori a quella della Terra e che viene espulsa dal Sole a una velocità inaudita.

Come illustrato nel Capitolo 4, per ricavare le coordinate eliografiche di un dettaglio del disco solare, avendo a disposizione una foto a disco intero con indicata la linea dell'est-ovest celeste, si può utilizzare un disco di Stonyhurst. Analizzando e riportando su un grafico le coordinate eliografiche misurate si potrà ottenere un diagramma a farfalla, un progetto istruttivo per un osservatore monocromatico interessato ai movimenti dei centri di attività durante l'intero ciclo solare; inoltre, si potrà rilevare anche la rotazione differenziale del Sole.

Un mezzo piuttosto comodo e di uso comune per l'identificazione di una protuberanza consiste nella misura del suo angolo di posizione (A.P.). Sul Sole, l'A.P. è misurato da nord verso est (in senso antiorario), con il bordo solare suddiviso in 360°. Le direzioni dei punti cardinali solari sono quindi le seguenti: N = 0°, E = 90°, S = 180°, O = 270°. Se ci si crea una maschera con un diametro pari alla dimensione del disco standard (15-18 cm), avente la suddivisione in gradi sul bordo, la si può sovrapporre direttamente a una foto monocromatica, in modo da leggere il valore dell'A.P. delle protuberanze. Se la maschera è stampata in nero su fondo chiaro (meglio se trasparente), l'uso di una stampa negativa del Sole rende più facile la lettura delle suddivisioni. Come discusso nel Capitolo 4, le foto da misurare devono possedere un'indicazione accurata della direzione dell'est-ovest celeste, che si può determinare utilizzando il metodo della deriva. Per eseguire la misura, la maschera va posizionata sulla foto secondo le direzioni celesti, in modo che circondi esattamente il bordo solare, e quindi ruotata di una quantità pari a P_0 (angolo di posizione dell'asse di rotazione solare), il cui valore si trova nelle effemeridi giornaliere. Con questo metodo, si può leggere direttamente l'A.P. di una protuberanza al bordo del Sole.

Un approccio ancora più diretto, anche se forse meno accurato, consiste nell'utilizzare un reticolo goniometrico, abbinato con un oculare che permetta la visione dell'intero disco solare. Un reticolo di questo tipo è incluso in alcuni oculari utilizzati per la guida in astrofotografia, accessori disponibili presso i distributori di materiale ottico astronomico. Una volta al telescopio, il reticolo deve essere allineato secondo la direzione est-ovest celeste, utilizzando di nuovo il metodo della deriva (con il motore di AR spento). Quando uno dei fili del reticolo è stato allineato in senso est-ovest (bisogna ricordarsi quale, perché tutti si irradiano dal centro), si può riavviare il moto orario del telescopio e portare il Sole al centro del reticolo goniometrico.

A questo punto, bisogna avere sottomano un modulo cartaceo, preparato in precedenza, che riporti stampata una rappresentazione del reticolo goniometrico. Ora,

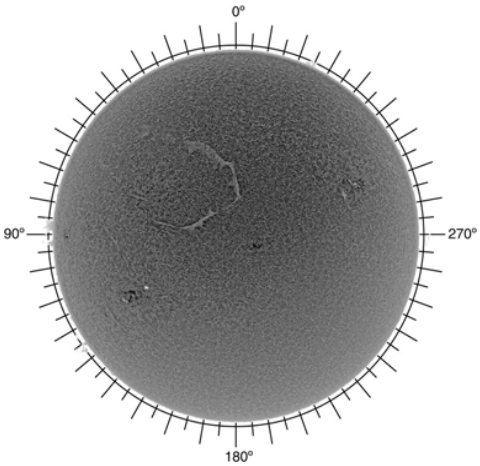

Figura 7.9. In questa illustrazione, la foto di Chan della Figura 7.7 è stata stampata in negativo per rendere ben visibili le protuberanze sul reticolo goniometrico. Ogni suddivisione rappresenta un valore di 5° dell'angolo di posizione (A.P.) attorno al bordo del Sole. Le protuberanze sono visibili a 87°, 93°, 126°, 270° (anche se debolmente) e 336°. (Si noti che l'orientamento di questa foto è quello telescopico, rovesciato, con l'est a sinistra e l'ovest a destra).

invece di disegnare le protuberanze in dettaglio, basta semplicemente segnare, sul bordo del cerchio prestampato, la loro posizione e la dimensione approssimativa, utilizzando quadrati o rettangoli, così come si osservano sulla scala dell'oculare goniometrico. Dopo che tutte le protuberanze visibili sono state riportate sul modulo, bisogna identificarle con un numero progressivo, a partire da nord verso est. La numerazione progressiva delle protuberanze serve per l'identificazione delle strutture fotografate.

Il valore dell'A.P. può essere letto direttamente sul disegno ma bisogna ricordarsi di fare la correzione per il valore giornaliero di P_0. Se si fa tutto con cura e attenzione, un angolo di posizione può essere determinato con l'incertezza di un paio di gradi. Questo metodo è molto adatto per il fotografo che si occupa di riprese in alta risoluzione e che voglia acquisire l'A.P. delle protuberanze che riprende, oppure per gli osservatori interessati a studiare la frequenza di comparsa delle protuberanze in funzione della latitudine.

Per determinare l'altezza di una protuberanza sopra il lembo solare tramite una foto a disco intero, si può usare come "metro" di paragone il diametro del disco solare. Dalla Tabella 1.1 risulta che il Sole ha un diametro di 1.391.980 km (quindi il suo raggio è 695.990 km). Per confronto, la Terra ha un diametro di soli 12.756 km. Con una foto del Sole a disco intero (più grande è la foto, maggiore è la precisione della misura), si può utilizzare un righello millimetrato per misurare sia il diametro del Sole sia l'altezza della protuberanza. Per trovare l'altezza della protuberanza in chilometri basta dividere l'altezza misurata in mm per il diametro del disco solare sempre in mm, e poi moltiplicare il risultato per 1.391.980. Naturalmente, la precisione di questo metodo dipende dalla risoluzione della fotografia; una misura di alta qualità richiede un'immagine a risoluzione elevata.

Il metodo visuale per determinare l'altezza delle protuberanze richiede l'utilizzo di un reticolo graduato o di un micrometro filare. Per calibrare le suddivisioni della scala graduata del reticolo o del nonio del micrometro, si può usare un

cronometro. A causa della variazione annuale della distanza della Terra dal Sole, la procedura di calibrazione deve essere ripetuta ogni volta che si compie una misura (oppure si può compilare una tabella di taratura il primo anno, da riutilizzare in quelli successivi). Come prima cosa, bisogna orientare la scala di misurazione in direzione est-ovest, osservando il cammino di un dettaglio solare ben definito (come una piccola macchia solare) attraverso il campo dell'oculare con un ingrandimento di almeno 100× e il motore di AR spento. Una volta che la scala sia perfettamente parallela al moto di deriva si può inquadrare il Sole nel telescopio, in modo tale che il bordo ovest sia tangente a una linea di divisione della scala, spegnere il motore di AR e misurare il tempo che impiega l'intero disco solare per transitare davanti alla linea di riferimento scelta. Questa procedura va ripetuta diverse volte, in modo tale da poter calcolare il valore medio e la deviazione standard (cioè l'incertezza) dei tempi ottenuti.

Ora riportiamo il Sole nella posizione tangente di cui sopra, e misuriamo il tempo che impiega il bordo ovest per derivare fra due incisioni consecutive della scala. Se l'intervallo di tempo è troppo breve e difficile da misurare, si può misurare il tempo impiegato dal Sole per derivare su diversi intervalli e dividere per il loro numero. Come prima, bisogna ripetere questa misura molte volte e fare la media dei risultati. A questo punto, basta dividere l'intero tempo di transito del disco per il tempo di deriva tra le due incisioni consecutive per ottenere il fattore di scala del disco. Ora, dividendo il diametro noto del Sole (1.391.980 km) per questo fattore, si trova la scala dell'immagine, cioè il numero di chilometri corrispondente alla distanza fra due divisioni consecutive della scala del reticolo. Fino a quando il diametro apparente dell'immagine del Sole fornita dal telescopio non cambia rispetto alla scala graduata del reticolo, la scala dell'immagine rimarrà la stessa. Per aumentare l'accuratezza, si può usare un oculare di corta focale, in grado di fornire un maggiore ingrandimento. Una volta che il reticolo o il nonio sono calibrati, è possibile posizionare la scala di misura su una protuberanza, contare il numero di divisioni che occupa e, moltiplicando per la scala dell'immagine, trovare l'altezza della protuberanza sul bordo solare (Figura 7.10).

Per determinare la velocità, ortogonalmente alla linea di vista, di una protuberanza eruttiva, bisogna ottenere una serie di fotografie accuratamente temporizzate e che mostrino, come minimo, due punti di riferimento situati sopra o vicino al bordo solare. I punti di riferimento potrebbero essere due protuberanze quiescenti o una protuberanza quiescente e una macchia solare. Per ogni foto, bisogna individuare dei noduli di gas all'interno della protuberanza eruttiva, in grado di funzionare come marcatori della nube di plasma; misurando la posizione di questi noduli, si può ottenere lo spostamento rispetto alla loro posizione precedente e, dividendo per l'intervallo di tempo intercorso tra due foto successive, ricavare la velocità media del plasma ortogonale alla linea di vista. La scala delle foto (km/mm) deve essere nota oppure, per determinarla, nell'immagine deve essere presente anche il centro del Sole.

La tecnica di base può essere illustrata con la seguente procedura. Dopo aver ottenuto una serie di foto che soddisfino i criteri di cui sopra, le stesse vanno disposte su un tavolo in ordine progressivo di ripresa. Utilizzando un foglio trasparente lucido e un pennarello a punta fine, bisogna segnare sulla prima foto i punti di riferimento adottati, il lembo solare e il centro dei noduli di gas che si vogliono

Figura 7.10. Un micrometro filare utilizzato per le misure delle protuberanze. Immagine di Jamey Jenkins.

misurare (se la scala non è nota, bisogna segnare anche la posizione del centro del disco solare). A questo punto, il lucido va sovrapposto alla seconda foto della serie, allineando con cura la traccia sui punti di riferimento; ora si può marcare nuovamente la posizione dei noduli di gas della protuberanza eruttiva. Questa procedura va ripetuta fino a misurare l'ultima fotografia. I noduli di gas riportati sulla carta da lucido vanno identificati con numeri progressivi (1, 2, 3 ecc), in modo tale che corrispondano alla progressione della protuberanza verso l'esterno.

Dal momento che la scala in chilometri della foto è nota, utilizzando un righello con le suddivisioni in mm si può misurare la distanza percorsa dal nodulo tra due foto successive. La velocità media ortogonale alla linea di vista (V) è data da $V = D/T$, dove D è la distanza in chilometri tra le due posizioni del nodulo e T è l'intervallo di tempo trascorso, espresso in secondi. Con queste unità, la velocità sarà espressa in chilometri al secondo. Le velocità rivolte verso l'esterno, cioè appartenenti a dettagli in allontanamento dal Sole, hanno un valore positivo (+); al contrario, il materiale in caduta verso il Sole ha un valore di velocità negativo (–). Senza conoscere la scala delle fotografie stampate, ma con un campo di vista che mostra il centro del disco solare, per ottenere la scala si può usare il raggio stesso del Sole: basta dividere 695.990 (il raggio del Sole in km) per la distanza fra il centro del Sole e il bordo, misurata in mm sulla foto con il righello, per trovare subito la scala delle foto espressa in km/mm.

8 La fotografia solare

Un *hobby* dentro un *hobby*

La maggior parte degli osservatori solari esegue fotografie per uno di questi motivi: (1) per registrare in modo permanente l'osservazione e compiere misure difficili da realizzare direttamente all'oculare; (2) per condividere quanto si è osservato con altri. Se usata in modo opportuno, la fotografia è il mezzo ideale per riprodurre quello che si vede all'oculare; i dettagli che con l'occhio sono visibili a intermittenza vengono congelati e rafforzati, e il valore e l'oggettività di un'osservazione sono senz'altro più elevati rispetto alla semplice osservazione visuale.

Nell'introduzione di questo libro si è parlato della fotografia astronomica come di un *hobby* dentro un altro *hobby*. Un tempo, la complessità della ripresa fotografica richiedeva all'astronomo dilettante di acquisire tutta una serie di competenze. L'astrofotografo doveva diventare esperto del lavoro in camera oscura, far suo quel misterioso sesto senso indispensabile per giudicare le condizioni del *seeing* e possedere una buona comprensione dei principi dell'ottica. Potevano passare mesi prima di avere una conoscenza sufficiente degli oggetti astronomici a cui si era interessati, e poi bisognava sviluppare la tecnica fotografica necessaria per riprenderli con successo.

Ora i tempi sono cambiati! Per la maggior parte degli astrofili, la cantina o il locale adibito a camera oscura sono tornati a essere il ripostiglio di casa. Ai giorni nostri, elaborare le fotografie non significa può armeggiare attorno ai vassoi di bagni chimici alla luce della lampada rossa di sicurezza. I ritocchi a una foto si fanno semplicemente al computer. Un clic del *mouse* qui, una combinazione di tasti lì e, come per magia, le foto escono da una stampante fotografica compatta, o possono essere predisposte per la pubblicazione sul *web*, in modo che le possano vedere tutti.

L'astrofotografia è ancora oggi un *hobby* in un *hobby* e ancora si devono sviluppare competenze diverse per ottenere qualche risultato: tuttavia, si tratta di competenze che l'appassionato di tecnologia spesso ha già assimilato. Al giorno d'oggi, chi non sa usare il computer, la *webcam*, l'*e-mail* e non sa manipolare i *file* grafici? Naturalmente, è ancora d'aiuto avere una conoscenza di base dell'ottica, ma con i telescopi che si trovano in commercio, anche questo sta diventando sempre meno necessario.

Breve prospettiva storica

Le proprietà di alcune sostanze chimiche sensibili alla luce erano già conosciute da tempo quando, nel 1826, il francese Joseph Nicéphore Niépce (1765-1833) ottenne la prima fotografia esponendo carta sensibilizzata alla luce solare. Per registrare la scena ormai leggendaria della vista dalla finestra, l'esperimento di Niépce richiese un'esposizione di ben 8 ore. Nel 1839, non molto tempo dopo questi primi risultati, un altro francese, collaboratore di Niépce, Louis Daguerre

(1787-1851), perfezionò il processo della *dagherrotipia*. Un dagherrotipo è costituito da una lastra di rame ricoperta di ioduro d'argento che viene esposta nella fotocamera e sviluppata in vapori di mercurio. Già all'epoca era possibile ottenere foto di alta qualità, ma la dagherrotipia era un processo molto costoso che produceva solo la foto originale: non esisteva infatti il negativo intermedio dal quale poter ricavare numerose copie positive. Nella dagherrotipia le immagini non sono riproducibili.

In questo periodo, John Herschel, astronomo figlio del famoso William Herschel, per descrivere la nuova invenzione coniò il termine *fotografia*, che deriva dal greco e significa "scrittura con la luce". Nella moderna fotografia digitale, una foto viene spesso chiamata immagine; fotografia e immagine sono divenuti termini intercambiabili. Sempre nel 1839, William Henry Fox Talbot (1800-1877) creò un'altro processo fotografico, chiamato *calotipia*. La carta negativa prodotta dalla calotipia poteva essere utilizzata per generare copie positive. È stata sicuramente la possibilità di riprodurre più copie di una foto che ha conferito un netto vantaggio della calotipia sulla dagherrotipia.

La fotografia solare ebbe inizio nel 1845, quando Léon Foucault (1819-1868) ottenne la prima foto del Sole. L'immagine era abbastanza dettagliata da mostrare l'oscuramento al bordo e una manciata di macchie solari. Foucault è principalmente noto per il test ottico che porta il suo nome, usato per giudicare la qualità di una superficie ottica, come può essere lo specchio primario di un riflettore newtoniano.

In queste prime lastre fotografiche, la sensibilità dell'emulsione (il sottile strato sensibile alla luce) era piuttosto scarsa, il che obbligava a tempi d'esposizione molto lunghi fino a quando, nel 1848, Fredrick Archer (1813-1857) inventò il processo della fotografia con collodio umido, che precedette le moderne emulsioni a gelatina. Con ciò, Archer unì i pregi della dagherrotipia (immagini dettagliate, tempi di esposizione ragionevoli) con quelli della calotipia (possibilità di avere più stampe positive). Con le lastre di Archer i tempi di esposizione erano ormai ridotti a pochi secondi. Il processo con collodio umido, anche se più veloce, aveva lo svantaggio di richiedere un laboratorio di deposizione e sviluppo nel sito stesso in cui si scattava la fotografia. Infatti, le lastre umide dovevano rimanere tali fino al fissaggio completo della fotografia. Nel 1870 l'astronomo americano Charles A. Young (1834-1908) riuscì, per la prima volta, a fotografare una protuberanza fuori eclisse.

Un grande passo avanti fu realizzato l'anno seguente, nel 1871, quando Richard Maddox (1816-1902) inventò una lastra fotografica asciutta. Maddox trovò che il bromuro d'argento poteva essere sospeso in uno strato di gelatina, e che questa sostanza poteva essere utilizzata per rivestire una lastra fotografica. Lo sviluppo delle lastre asciutte permise di conservare e sviluppare le lastre a discrezione del fotografo. Poco tempo prima, il fisico scozzese James Clerk Maxwell (1831-1879) aveva dimostrato che la fotografia a colori era possibile. Per dimostrarlo, Maxwell fece tre esposizioni separate attraverso un filtro rosso, verde e blu e fuse le tre immagini riprese nei diversi colori in un'unica immagine usando tre proiettori per diapositive dotati degli stessi filtri delle riprese.

Nel 1888 George Eastman (1854-1932) introdusse sul mercato la macchina fotografica Kodak (il nome, di pura fantasia, fu inventato da Eastman stesso), e la

fotografia si aprì alle masse. In precedenza, solo le persone addette ai lavori conoscevano e comprendevano le meraviglie del processo fotografico. Nel 1889, Eastman introdusse nelle sue fotocamere, al posto della carta negativa, un rullino di pellicola trasparente di nitrocellulosa della larghezza di 35 mm. Nel 1892 nasceva la Eastman Kodak che, per tutto il secolo scorso, è stata *leader* nel campo delle emulsioni fotografiche, fra l'altro sempre più sensibili alla luce. Negli anni, tecniche come l'ipersensibilizzazione sono state ampiamente utilizzate dai fotografi per combattere la scarsa efficienza di un'emulsione ai deboli livelli di luce.

Nel 1969, presso i Bell Laboratories, George Smith e Willard Boyle inventarono il dispositivo ad accoppiamento di carica (*Charge-Coupled Device*, o CCD), che aprì una nuova era nella fotografia. Per questa invenzione, Boyle e Smith hanno ricevuto il Premio Nobel per la fisica nel 2009. Questo nuovo dispositivo elettronico a semiconduttore, inizialmente creato come apparato di memoria per computer, si era dimostrato sensibile alla luce e, nel giro di cinque anni, furono costruiti i primi *chip* per la ripresa di immagini. Verso la metà degli anni '70, la Kodak assemblò la prima fotocamera basata su un CCD e nel 1991 immise sul mercato una macchina fotografica digitale professionale per fotogiornalisti, una Nikon F-3 modificata, dotata di un sensore da 1,3 megapixel.

Intorno al 1994 venne commercializzata la prima fotocamera per il grande pubblico, da usare con un personal computer, la Apple QuickTake 100. La QuickTake era caratterizza da un sensore CCD da 640×480 *pixel*, da una memoria interna in grado di memorizzare fino a otto immagini e poteva essere collegata sia alle macchine Windows che alle macchine Macintosh. A questa seguì rapidamente lo sviluppo delle camere CCD astronomiche, così come la rivoluzione delle fotocamere digitali compatte, delle fotocamere *reflex* digitali (Digital Single Lens Reflex, o DSLR), e delle *webcam* per il computer.

Per registrare l'attività solare, l'osservatore amatoriale odierno può utilizzare sia i dispositivi digitali sia, anche se in misura minore, la pellicola. La rivoluzione digitale conosce una continua evoluzione: infatti, sul mercato continuano a essere introdotte nuove camere e sistemi di supporto, mentre quelli attuali diventano progressivamente obsoleti. Qui, per fotocamera digitale si intende un qualsiasi dispositivo elettronico, dotato di un sensore sensibile alla luce, in grado di produrre un'immagine fotografica. Quando si parla di rivelatore, può essere sia una pellicola fotografica sia un sensore digitale. Nelle pagine seguenti vedremo come i prodotti e i metodi attuali siano stati fusi con le tecniche del passato per produrre le immagini di alta qualità che da qualche tempo si possono vedere circolare nelle associazioni amatoriali. I concetti e i principi passati in rassegna in queste pagine sono applicabili a qualsiasi processo si usi, digitale o analogico. In ogni caso, l'obbiettivo è quello di riprendere foto dettagliate del Sole, con la massima nitidezza possibile.

Fondamenti di fotografia solare

"Qual è il miglior *setup* per scattare foto al Sole?" Questa è la domanda che ogni osservatore solare veterano si sente rivolgere dai neofiti. Quando la pellicola era l'unico mezzo a disposizione degli astrofili, era abbastanza facile rispondere. All'epoca, solo una manciata di modelli di fotocamere avevano caratteristiche che

le rendevano eccellenti per la fotografia astronomica. Fra le qualità più apprezzabili c'erano la possibilità di funzionare senza vibrazioni e un corpo macchina leggero.

Oggi, quando si risponde alla stessa domanda, bisogna tenere presente che, mentre le esigenze specifiche del lavoro di ripresa solare restano le stesse, sono numerosissime le fotocamere digitali di varie marche e modelli che possono essere utili, e fra queste ce ne sono alcune che assomigliano ben poco a una fotocamera convenzionale.

Per fare i primi tentativi di ripresa, si può provare a sorreggere a mano la macchina fotografica, digitale o a pellicola, con l'obbiettivo messo a fuoco su infinito, direttamente dietro l'oculare del telescopio e scattare quando la ripresa sembra soddisfacente. Purtroppo, le immagini che si ottengono usando questa tecnica raramente sono dettagliate, perché non è facile far coincidere manualmente l'asse ottico della fotocamera con quello dell'oculare; talvolta succede, se si fanno molti tentativi. Tuttavia, proprio come fanno gli astrofotografi, si dovrebbe usare una tecnica che produca risultati certi e prevedibili, senza lasciare nulla al caso. Il tempo e le opportunità di osservazione sono rari e i risultati non devono essere lasciati in mano alla dea bendata. Un sistema fotografico che rispetti i parametri che andremo a elencare è in grado di produrre immagini del Sole con un'elevata definizione.

Per prima cosa, il telescopio solare deve essere adeguatamente collimato. Un telescopio collimato malamente soffre di notevoli aberrazioni ottiche e di una perdita di risoluzione. Anche i rifrattori, che raramente hanno bisogno di collimazione, devono essere periodicamente controllati per un eventuale allineamento dell'obbiettivo. A volte, anche solo ruotare leggermente una vite di collimazione può migliorare in modo notevole le prestazioni di un telescopio. Per l'operazione di collimazione sono disponibili diverse viti di regolazione e strumenti accessori. Per le istruzioni dettagliate su come condurre questa operazione bisogna consultare il manuale del costruttore del proprio telescopio o un manuale che parli dell'autocostruzione dei telescopi in genere.

Un fotografo esperto selezionerà la lunghezza focale effettiva del suo sistema in modo tale che fornisca un'immagine con una scala sufficiente a ottimizzare la risoluzione della combinazione telescopio/rivelatore. Spesso, nelle associazioni amatoriali, si vedono immagini fornite da una data combinazione telescopio/fotocamera che sono troppo piccole perché si abbia una risoluzione decente. Nelle riprese con questi sistemi "sbilanciati" viene compromessa la visione dei dettagli più fini. Vediamo allora qual è la regola da rispettare per poter fare riprese in alta risoluzione.

In ambito digitale vale il *teorema di Nyquist*, che dice che per far sì che l'immagine ci mostri tutto quello che è teoricamente accessibile al telescopio, il potere di risoluzione teorico dello strumento deve essere coperto da almeno due *pixel* (elemento d'immagine) del sensore elettronico. Per telescopi con un diametro dell'ordine di 100-200 mm di apertura (risoluzione teorica di 1,1-0,6 secondi d'arco), questo si traduce in un campionamento di circa 0,5-0,25 secondi d'arco per *pixel*. In altre parole, il teorema di Nyquist ci dice che, per ottimizzare la risoluzione, l'immagine sul sensore deve essere grande abbastanza in modo tale che almeno due *pixel* del sensore sottendano in cielo un angolo pari alla risoluzione teorica del telescopio. Sovracampionare un po' l'immagine, vale a dire coprire con più di due

pixel la risoluzione del telescopio, è accettabile; infatti, la maggior parte dei fotografi esperti consiglia di utilizzare un valore vicino a 0,1 secondi d'arco per *pixel*. Conoscere le dimensioni in *pixel* del rivelatore utilizzato è di vitale importanza; di solito, queste informazioni si trovano nel manuale che accompagna la fotocamera o possono essere reperite su Internet. La formula che fornisce il campionamento, in secondi d'arco per *pixel*, per un dato sistema telescopio/sensore, è la seguente:

$$\text{Campionamento} = 206 \times d / F$$

dove d rappresenta la dimensione del *pixel* del sensore (in micrometri) e F è la lunghezza focale del telescopio (in millimetri). Con questa formula si può verificare se il proprio sistema rispetta o meno il teorema di Nyquist. Una fotocamera per uso astronomico deve possedere un sistema per una messa a fuoco accurata e per il controllo della qualità delle immagini (o, più specificamente, delle condizioni del *seeing*). Se si usa una macchina fotografica digitale, questa probabilmente permetterà di fare un collegamento video con un *monitor* esterno, che può essere un ottimo dispositivo per il monitoraggio delle immagini. Le celle atmosferiche convettive, di aria calda o fredda, e il calore accumulato dal Sole provocano una progressiva dilatazione dei componenti nel fuoco di un telescopio. Per questo motivo, bisogna controllare e correggere la messa a fuoco del sistema telescopio/fotocamera durante tutta la sessione di osservazione. Prima di iniziare una sessione di osservazione è bene lasciar trascorrere il tempo necessario affinché sia le apparecchiature sia il telescopio possano portarsi alla stessa temperatura dell'aria circostante. A seconda del gradiente di temperatura, il processo che porta all'equilibrio termico della strumentazione potrebbe richiedere da diversi minuti a un un'ora o più. Se l'Osservatorio si trova in un cortile, potrebbe essere necessario aprirlo un certo tempo prima di osservare, in modo tale che l'aria possa circolare intorno agli strumenti.

La fotocamera non deve contribuire alle vibrazioni del sistema, perché questo potrebbe tradursi in un'immagine mossa. Per eliminare la possibilità di introdurre vibrazioni indesiderate, la mano del fotografo non deve toccare la fotocamera, neppure per premere il pulsante di scatto. A questo scopo, si può usare un cavo elettronico per il controllo remoto della fotocamera digitale oppure un cavo ad aria per il controllo remoto del pulsante di scatto. Alcune fotocamere sono costruite con un otturatore con un meccanismo a bassa vibrazione e questo aiuta a evitare i mossi. Per la fotografia in alta definizione è sempre preferibile usare un otturatore veloce, con tempi di almeno 1/125 s, in modo da "congelare" il più possibile il *seeing* che, inevitabilmente, deteriora l'immagine.

Per poter usare un otturatore ad alta velocità nella fotografia in luce bianca, il fotografo può controllare l'intensità della luce che raggiunge il piano focale tramite l'utilizzo di filtri opportuni. Ad esempio, si può usare un filtro obbiettivo a tutta apertura del tipo a densità fotografica, che trasmetta una maggior quantità di luce, così da richiedere un tempo di esposizione più breve. Mentre il normale filtro obbiettivo per uso visuale ha una densità fotografica di 5,0, la versione speciale fotografica può avere una densità che va da 2,5 a 4,0. Molte macchine fotografiche *reflex* consentono l'introduzione di un ulteriore filtro tra l'occhio e il mirino della camera, in modo tale che, per l'occhio, il sistema diventi di densità almeno

5,0. Regola empirica: **qualsiasi radiazione che raggiunge gli occhi dell'osservatore DEVE essere priva della componente IR/UV e avere un'intensità massima pari al livello di sicurezza per l'occhio**. Per la fotografia in luce bianca si può prendere in considerazione, come indicato nel Capitolo 3, l'inserimento prima del rivelatore di un filtro supplementare che sia in grado di esaltare i dettagli di interesse. Come abbiamo visto, il verde è ottimo per fotografare la granulazione, il blu per le facole e il rosso per evidenziare i dettagli nella penombra delle macchie solari.

Il rivelatore (pellicola o CCD che sia) dovrebbe essere adatto per ciò che si sta cercando di fotografare. Ad esempio, una pellicola ad alta sensibilità e a grana grossa per la fotografia in luce bianca dell'intero disco solare sarebbe una scelta inappropriata. Perché? Per il semplice motivo che, a causa della luminosità dell'immagine, non è necessaria una grande sensibilità; inoltre, la grana fotografica grossa comporta una perdita di risoluzione. Per questo tipo di riprese è meglio usare una pellicola a bassa sensibilità e a grana fine, oppure un sensore elettronico con i *pixel* di piccole dimensioni. In particolare, la fotografia cromosferica andrebbe fatta con un rivelatore che abbia una buona sensibilità nella regione dello spettro che si vuole fotografare.

Può sembrare strano, ma un rivelatore che produca immagini a colori non sempre è la scelta migliore per la fotografia solare, anche se, a volte, è l'unica scelta disponibile. Il fatto è che il Sole in luce bianca in genere viene filtrato in modo da tagliare tutti i colori a esclusione di una banda più o meno larga centrata sul colore che mette meglio in evidenza quel tale particolare rispetto ad altri. Anche un'osservazione non filtrata, fatta con un telescopio tramite proiezione, mostra che il Sole in luce bianca ha una gamma limitata di colori: è raro che sia evidente qualche tono particolare. Infine, nell'osservazione solare monocromatica, strettamente limitata a un solo colore, ha ancora meno senso fare una ripresa a colori.

Per questi motivi, una fotocamera digitale monocromatica che produca immagini in scala di grigi o una telecamera per riprese in bianco e nero sono preferibili a una camera per fotografie a colori. Naturalmente, si deve fare un'eccezione a questa regola durante la totalità di un'eclisse solare. In ogni caso, le immagini in scala di grigi, sia su pellicola sia in formato digitale, tendono a essere più nitide di quelle a colori. Con una macchina fotografica digitale in bianco e nero ciò succede perché tutti i *pixel* del sensore vengono utilizzati per produrre l'immagine in scala di grigi. Al contrario, nella fotografia digitale RGB (Red, Green, Blue, cioè rosso, verde e blu) alcuni *pixel* devono registrare solo i colori specifici dello schema RGB, con conseguente calo di efficienza, in termini sia di risoluzione che di sensibilità, rispetto al bianco e nero. In ogni caso, anche una fotocamera che produce un'immagine RGB può essere un dispositivo di ripresa efficace se, durante la fase di elaborazione delle immagini, si ha l'accortezza di utilizzare solo il canale colorato che ha catturato i migliori dettagli. Quando si desidera un colore per fini estetici, nove volte su dieci lo si può aggiungere dopo, durante la stampa fotografica o in una delle fasi di elaborazione dell'immagine. Le pellicole a bassa sensibilità sono quelle a grana fine; allo stesso modo, se in una fotocamera digitale si usano le impostazioni per ottenere immagini di alta qualità, queste verranno prodotte usando la dimensione più piccola possibile per i *pixel*. Queste condizioni sono preferibili nel caso che si vogliano riprendere immagini di qualità superiore che mostrino dettagli fini.

Il fotografo controlla molti aspetti del processo di ripresa: la qualità del sistema telescopico, i filtri in uso, la velocità dell'otturatore e il tipo di rivelatore. Tuttavia, proprio il fattore più critico è quello su cui si ha poco o nessun controllo: si tratta del *seeing* atmosferico. Conoscendo bene il proprio sito di osservazione si può procedere con prudenza, evitando le situazioni problematiche e studiando attentamente i modelli locali del *seeing*. In questo modo si possono limitare i danni, benché, alla fine, l'osservatore si trovi sempre in balia dell'atmosfera.

Dal punto di vista del dilettante, ci sono due metodi per cercare di contrastare il problema del *seeing*. Il primo consiste nella cosiddetta "fotografia selettiva", che significa fare tentativi di ripresa solo nei momenti di *seeing* particolarmente buono. Per chi usa la pellicola, dal punto di vista dei costi questo è il modo più pratico di comportarsi. Anche se si fa scattare l'otturatore solo quando il *seeing* appare migliore, quando si andranno a esaminare i negativi sviluppati si vedrà che la maggioranza dei fotogrammi andrà comunque scartata, tanto è difficile cogliere i veri momenti di buon *seeing*. Il *timing* di un'esposizione è un fattore critico, ma le probabilità di catturare qualche foto nitida crescono drasticamente se si fotografa a raffica quando l'atmosfera si calma, anche per poco tempo. Il secondo metodo è chiamato quello della "fotografia casuale": si riprendono molte immagini e poi le si ordina dalle migliori alle peggiori. Così facendo, è inevitabile che, prima o poi, si riprenda una serie di immagini di qualità superiore. Questo metodo è particolarmente adatto a chi usa un sensore digitale, perché in una singola sessione osservativa può acquisire centinaia di foto.

La mia personale procedura per l'*imaging* digitale è una combinazione di questi due metodi: controllo costantemente le condizioni del *seeing* e scatto una raffica di immagini quando vedo che l'atmosfera si stabilizza. Questa tecnica riduce il numero di *frame* di scarsa qualità, che normalmente vengono scartati, e soprattutto aumenta le possibilità di catturare una foto nitida. In generale, quando le condizioni lo permettono bisogna sempre scattare il maggior numero di immagini possibile. Le immagini si possono rivedere in un secondo momento, salvando le migliori e buttando le meno nitide. Infine, per l'analisi e lo studio vanno archiviate solo quelle migliori. È raro ottenere una foto nitida del Sole usando solo una manciata di immagini.

Per la creazione di un buon sistema di ripresa formato da un telescopio e da una macchina fotografica ci sono tre configurazioni di base: la ripresa al fuoco diretto, il sistema afocale e quello per proiezione. La configurazione scelta dipenderà dalle apparecchiature disponibili e da ciò che si desidera fotografare.

La fotografia *al fuoco diretto* è il metodo più semplice, richiedendo solo un macchina fotografica con un obbiettivo rimovibile e un adattatore per il montaggio della fotocamera al telescopio. Questo metodo fornisce il più ampio campo di vista e, a seconda delle dimensioni del rivelatore e della lunghezza focale del telescopio, di solito è il preferito per la fotografia dell'intero disco del Sole. Con questa tecnica, l'oculare del telescopio viene rimosso e sostituito dal corpo della fotocamera in modo tale che l'immagine creata dall'obbiettivo del telescopio vada a cadere nel piano della pellicola o sul *chip*. In questa configurazione, l'obbiettivo del telescopio diventa l'obbiettivo della fotocamera: in sostanza, è come se si avesse un teleobbiettivo molto lungo.

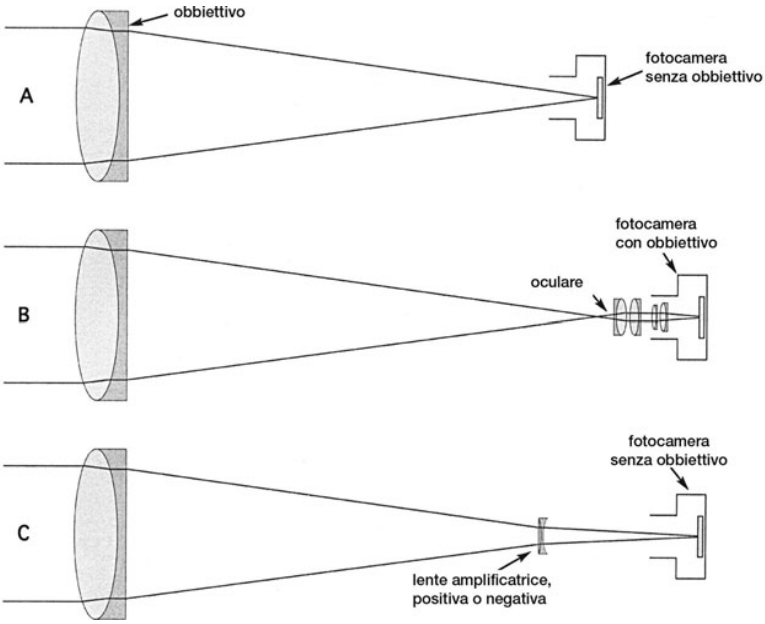

Figura 8.1. Tre configurazioni fotografiche. **A** è il metodo del fuoco diretto; **B** è il metodo afocale, che utilizza una macchina fotografica con l'obbiettivo posto dietro l'oculare; e **C** è il metodo per proiezione, con una lente positiva o negativa utilizzata per ingrandire l'immagine formata dall'obbiettivo del telescopio.

Un rivelatore piccolo o una lunghezza focale troppo spinta possono riempire il fotogramma con un disco solare grande. Naturalmente, avere una lunghezza focale troppo lunga rispetto alle dimensioni del rivelatore non è una configurazione pratica per catturare l'intero disco solare. Il *frame* di una pellicola del formato 35 mm ha il lato più breve che misura 24 mm. Una fotocamera digitale può avere un *chip* di dimensioni paragonabili al *frame* di una pellicola da 35 mm o anche molto meno, fino a sole poche decine di millimetri quadrati. Ovviamente, alcune macchine fotografiche digitali non saranno adatte per l'*imaging* dell'intero disco solare. Per calcolare le dimensioni approssimative del Sole nel piano focale di un telescopio si può utilizzare la seguente formula:

$$\text{Diametro solare (mm)} = 0{,}009 \times F \text{ (mm)}$$

dove F è la focale del telescopio. Non bisogna tentare di riempire completamente il fotogramma, ma lasciare un anello di cielo attorno al disco solare (circa il 5-10% del diametro), in modo da avere un certo spazio quando si lavora sulla foto.

Alcuni fotografi hanno trovato una soluzione per fotografare l'intero disco del Sole anche usando un *chip* di dimensioni ridotte. Basta fotografare i diversi quadranti del

disco solare e poi assemblare le immagini al computer, così da ottenere un'unica immagine che mostra l'emisfero solare rivolto verso la Terra. Naturalmente, ciò richiede molto lavoro aggiuntivo, ma per l'osservatore con un sensore di dimensioni limitate questo è l'unico strumento utilizzabile per l'*imaging* dell'intero disco solare.

Rispetto agli altri metodi, un notevole vantaggio della fotografia al fuoco diretto è proprio il minor numero di elementi ottici necessari. Avendo meno componenti, sono ridotti al minimo la diffusione della luce e l'errore sul fronte d'onda: il contrasto ne guadagna e aumenta il numero dei dettagli visibili. Un buon rifrattore o un newtoniano sono ottimi strumenti per questo tipo di fotografia.

Il comune Schmidt-Cassegrain soffre di curvatura di campo, e ciò rende difficile ottenere una buona messa a fuoco sull'intero disco solare usando una macchina fotografica con un rivelatore piano. Il raggio della curvatura di campo è detto *curvatura di Petzval*, in onore dell'ungherese Joseph Petzval (1807-1891), che per primo ne definì la formulazione quantitativa. Per ovviare al problema della curvatura di campo, la soluzione più semplice consiste nel diaframmare il telescopio fino a un diametro di circa 100 mm: così facendo, si riduce la risoluzione ma si estende la profondità della messa a fuoco. Anche diaframmato, questo telescopio raggiungerà la risoluzione atmosferica attesa per circa il 99% del tempo di utilizzo.

Non tutte le fotocamere sono dotate di un obbiettivo rimuovibile e, in questo caso, la fotografia al fuoco diretto non è possibile. Molti modelli digitali recenti hanno un obbiettivo fisso, ma focheggiabile. L'astrofotografo che possiede questo tipo di macchina fotografica può usare la tecnica di *imaging* afocale. Con il *metodo afocale* il telescopio è messo a fuoco visualmente, mentre la macchina fotografica è posizionata direttamente dietro l'oculare con l'obbiettivo messo a fuoco sull'infinito. La luce solare emerge dall'oculare a fuoco con raggi paralleli, mentre l'obbiettivo della fotocamera cattura questi raggi e li focalizza sul piano dell'immagine. Anche una semplice fotocamera del tipo "inquadra e scatta" può essere utilizzata in questo modo. Il montaggio della fotocamera al telescopio può essere fatto per mezzo di un sostegno meccanico. Ad esempio, si possono acquistare o autocostruire staffe regolabili da collegare al telescopio che utilizzino una filettatura da treppiede (1/4-20), in modo da tenere la macchina fotografica in posizione fissa dietro l'oculare. Oppure può essere preferibile usare un adattatore commerciale per l'oculare, posto tra l'obbiettivo della fotocamera e l'oculare stesso, e poi inserito nel focheggiatore. Alcuni produttori offrono anche speciali oculari che si avvitano direttamente nell'obbiettivo della fotocamera. Certi adattatori consentono la regolazione della posizione dell'oculare rispetto all'obbiettivo della fotocamera; in questo modo si può essere certi che la pupilla di uscita dell'oculare si trovi nei pressi del diaframma della macchina fotografica. Questa posizione assicura che la vignettatura della fotocamera (che si manifesta come un bordo scuro nelle immagini) venga ridotta al minimo. Con un adattatore di questo tipo si può anche minimizzare la luce diffusa nell'immagine: basta sigillare ben bene lo spazio tra l'oculare e l'obbiettivo della fotocamera.

Per calcolare la scala dell'immagine con un *setup* afocale è necessario determinare la lunghezza focale effettiva (Effective Focal Length, EFL) del sistema telescopio/fotocamera. La EFL. di un telescopio è la lunghezza focale totale di un sistema che impiega ottiche di amplificazione o di riduzione della focale originaria. Con la fotografia a fuoco diretto, la lunghezza focale F del telescopio è una

quantità nota, che può essere utilizzata per calcolare la dimensione lineare di 1 secondo d'arco sul piano dell'immagine con la formula:

mm/secondo d'arco = *F* (mm) / 206.265

Ad esempio, un rifrattore con un diametro di 125 mm aperto a f/18 ha una lunghezza focale di 2250 mm (125 mm × 18). Inserendo 2250 mm nella formula precedente, si trova che nel fuoco di questo telescopio la scala è di circa 0,01 mm/secondo d'arco. La lunghezza focale effettiva (EFL) di un sistema afocale telescopio/fotocamera è data dalla formula:

EFL (mm) = ingrandimento × *F* dell'obbiettivo della fotocamera (mm)

Come esempio usiamo di nuovo il rifrattore da 125 mm di diametro a f/18, che abbia un oculare con lunghezza focale di 25 mm, e una fotocamera digitale Nikon Coolpix 990. Il telescopio con l'oculare da 25 mm fornisce un ingrandimento di 90 volte (2250 / 25 = 90). La fotocamera Nikon CP990 ha uno zoom ottico con una lunghezza focale variabile da 8 a 24 mm. Quando la fotocamera viene utilizzata con la focale di 8 mm, la lunghezza focale effettiva è di 720 mm (90 × 8 mm). Quando l'obbiettivo della fotocamera è posto al massimo zoom ottico di 24 mm, la EFL diventa di 2160 mm (90 × 24 mm). Una volta nota la lunghezza focale del sistema, il valore può essere inserito nella formula procedente e ottenere così la scala nel piano dell'immagine. Ovviamente, si può notare che selezionando un oculare di lunghezza focale corta e/o una lunghezza focale più lunga per l'obbiettivo della fotocamera si può facilmente raggiungere una maggiore scala dell'immagine.

Per quanto riguarda la scelta dell'oculare, in genere un prodotto di fascia alta è l'investimento migliore. Un oculare di alta qualità produce un campo maggiormente piano, fornisce immagini nitide e ha una migliore estrazione pupillare (la distanza fra l'occhio e la prima lente dell'oculare). Un oculare con una lunghezza focale medio-lunga (15-32 mm) va bene con una macchina fotografica avente un obbiettivo di piccole dimensioni.

Con il metodo afocale, le lenti dell'obbiettivo della fotocamera tendono a diffondere la luce, e con una fotocamera di fascia bassa possono insorgere anche problemi di aberrazione. La fotografia al fuoco diretto è la più efficiente ma, a meno che non si utilizzi una grande lunghezza focale, una regione attiva apparirà piuttosto piccola e i dettagli non saranno ben risolti. La fotografia afocale può fornire la scala adeguata per l'*imaging* dei dettagli, ma il metodo più efficiente consiste nell'ingrandire il Sole per mezzo di una lente, positiva o negativa, senza che la luce debba passare attraverso l'obbiettivo della fotocamera. Questo metodo è chiamato *fotografia per proiezione*.

Se, come descritto nel Capitolo 3, avete provato a fare l'osservazione del Sole in luce bianca per mezzo dello schermo di proiezione solare, avete già visto il metodo della proiezione in azione. Sostituendo lo schermo di proiezione con un rivelatore e aggiungendo un filtro solare, si dispone già di tutti gli elementi di base per la fotografia del Sole per proiezione. Come lente si può usare una lente positiva (di solito un oculare di buona qualità), una lente negativa (*tele extender*, lente di Barlow), o una combinazione di lenti negative e positive come ad esem-

pio un sistema telecentrico o una Powermate™. Le configurazioni possono variare da un fotografo a un altro ma, in ogni caso, lo scopo è sempre quello di ingrandire l'immagine principale fino a una dimensione che consenta la fotografia in alta risoluzione, spesso da 3× a 10×.

Che dire delle lenti di proiezione positive o negative? Ogni tecnica ha i suoi vantaggi ed è stata usata con successo da esperti fotografi del Sole. Un oculare con una lunghezza focale adeguata è sempre disponibile nella borsa accessori di un qualsiasi osservatore, e questo rende la proiezione con lente positiva la prima scelta di ogni aspirante *imager*. Per la proiezione positiva sono raccomandabili gli oculari ortoscopici, i Plössl o altri oculari ben corretti. Alcuni fotografi come lente di proiezione usano addirittura le ottiche delle fotocamere per microfilm. La distanza di cui si sposta l'oculare, rispetto alla sua normale posizione afocale (a fuoco per l'occhio), per raggiungere la posizione di ingrandimento quasi infinito è pari alla sua lunghezza focale. Questa breve distanza rende facilmente compatibile il telescopio con la fotografia per proiezione, anche usando i focheggiatori standard. Il fattore che controlla l'ingrandimento è la distanza fra la fotocamera e l'oculare, e può essere ulteriormente aumentato aggiungendo tubi di prolunga di lunghezza pari alla focale dell'oculare.

A dispetto di tutte le comodità della proiezione dell'oculare, è difficile utilizzare un oculare per lavori a basso ingrandimento. Infatti, a mano a mano che si riduce la distanza tra il rivelatore e l'oculare, la sua piccola lente di campo comincia a limitare la luce al bordo dell'immagine. Un'alternativa più efficiente rispetto alla proiezione con una lente positiva è la proiezione con una lente negativa di grande diametro (più di 30 mm). La spaziatura con la fotocamera sarà simile a quella con la lente positiva, ma una lente negativa viene posizionata all'interno del cono di luce dell'obbiettivo, prima del fuoco, mentre una lente positiva si trova dopo il fuoco. Questo rende ancor più compatto il sistema telescopio/fotocamera: un altro vantaggio per la proiezione con lente negativa.

Per determinare la spaziatura necessaria per avere la EFL desiderata è necessario il calcolo di diverse grandezze. Per iniziare, bisogna decidere quanto deve essere grande l'immagine sul rivelatore. Se si desidera una fotografia al limite del potere di risoluzione teorico del telescopio, bisogna considerare il teorema di Nyquist e la formula con la lunghezza focale e la risoluzione presentata in precedenza. Se quello che interessa è l'acquisizione di uno specifico campo di vista angolare, calcoliamo la lunghezza focale per avere una determinata scala ("/mm) sul piano dell'immagine. Dopo di che, bisogna prendere in considerazione le dimensioni del rivelatore: se il rivelatore è troppo piccolo non potrà coprire il campo di vista desiderato per una data lunghezza focale. Una volta stabilita la lunghezza focale complessiva desiderata per il sistema di proiezione, l'ingrandimento della proiezione (Projection Magnification, PM) per ottenere la EFL voluta, sia per una lente positiva sia per una negativa, è dato dalla seguente formula:

$$PM = EFL / F$$

ove F è la lunghezza focale del telescopio. Ora che si sa di quante volte (×) bisogna ingrandire l'immagine principale per raggiungere la lunghezza focale effettiva

desiderata, la separazione tra la lente di proiezione e il rivelatore può essere calcolata con le formule seguenti:

(Lente positiva) Separazione = (PM + 1) × Lunghezza focale della lente di proiezione

(Lente negativa) Separazione = (PM – 1) × Lunghezza focale della lente di proiezione

Per una fotografia ottimale ottenuta tramite proiezione bisogna che il percorso seguito dalla luce sia libero da riflessi parassiti, perché questi contribuiscono alla diffusione della luce e al generale abbassamento del contrasto dell'immagine. Per questo motivo, l'interno degli adattatori, dei tubi di prolunga ecc. deve essere dipinto di nero opaco. Un metodo ancora più efficace per il controllo della luce diffusa consiste nella filettatura o nell'inserimento di diaframmi all'interno del tubo di raccordo.

Ecco alcune raccomandazioni che vanno seguite per praticare la fotografia solare in alta risoluzione.

1. Mettere insieme un sistema in grado di fornire almeno una risoluzione di un secondo d'arco.
2. Scegliere una combinazione rivelatore/filtro che migliori la visibilità dei dettagli che si vogliono studiare.
3. Mettere a fuoco spesso e accuratamente.
4. Per "congelare" il *seeing* atmosferico, utilizzare una velocità dell'otturatore di almeno 1/125 s.
5. Monitorare il *seeing* e fotografare solo quando la visione è la più nitida possibile.
6. Se possibile, usare una macchina fotografica digitale in bianco e nero o a pellicola in B/N; il colore può essere aggiunto manualmente più tardi.
7. Riprendere molte immagini e buttarne via la maggior parte durante il processo di selezione.

La pellicola come supporto di registrazione

Probabilmente, il fotografo che utilizza la pellicola preferirà adottare la tecnica della fotografia selettiva, facendo esposizioni solo durante i fugaci momenti di buon *seeing*. In tal modo, anche se il *seeing* è scarso, aumentano le possibilità di catturare un'immagine utile. Questo metodo si può applicare monitorando il Sole attraverso la stessa ottica impiegata per fare la fotografia. Allo stesso scopo, molti dilettanti hanno costruito prismi sdoppiatori che inviano una certa percentuale della luce del Sole, prima che entri nella fotocamera, a un oculare per l'osservazione diretta, oppure a una videocamera per la visione a distanza. Tuttavia, il metodo più semplice per capire quando l'immagine è a fuoco consiste nell'inserire in una fotocamera *reflex* (Single Lens Reflex, SLR) da 35 mm uno schermo di messa a fuoco trasparente al posto di quello smerigliato di serie. Sul nuovo schermo trasparente della fotocamera è inciso un crocicchio: quando il crocicchio e il Sole, visti attraverso il mirino della fotocamera, appaiono nitidi, allora il

sistema è a fuoco. Questo metodo è molto più accurato che cercare di mettere a fuoco su uno schermo di vetro smerigliato.

Oltre che per la messa a fuoco, un altro vantaggio dell'usare uno schermo trasparente consiste nella possibilità di fare una vera e propria osservazione visuale. Infatti, con questo dispositivo le condizioni del *seeing* sono evidenti già attraverso il mirino della fotocamera e l'otturatore può essere aperto solo quando il *seeing* è migliore. Considerato che un momento di buon *seeing* può essere piuttosto fugace, è necessaria un po' di pratica per ridurre i tempi di reazione dell'osservatore nel far scattare l'otturatore. Una tempestiva sincronizzazione fra il buon *seeing* e lo scatto può venire solo dalla pratica, e possono essere necessari diversi rullini di pellicola fotografica prima che un individuo impari a padroneggiare la tecnica. Per eliminare le vibrazioni del sistema macchina fotografica/telescopio, che si generano quando si apre l'otturatore, si può provare a utilizzare un cavetto di scatto azionato ad aria.

Sempre per lo stesso motivo, è obbligatorio l'uso di una macchina fotografica avente un sistema di otturazione a bassa vibrazione, altrimenti si corre il rischio che le vibrazioni provocate dal sollevamento dello specchietto deviatore o dal rinculo dell'otturatore rovinino le foto intaccandone la nitidezza. Ci sono due vecchi modelli di fotocamere SLR apprezzati per il fatto di produrre poche vibrazioni interne: si tratta della Olympus OM-1 e della Laborec Miranda. Questi modelli possono essere reperiti sul mercato dell'usato; le prime versioni della Laborec sono state vendute con il marchio Mirax. Fra gli accessori utili per queste fotocamere, ci sono una serie di schermi di messa a fuoco intercambiabili e una lente d'ingrandimento a fuoco variabile. Nella Figura 8.2 è mostrato un modello anni '60 della fotocamera Laborec. La lente di visualizzazione sulla parte superiore della fotocamera è una lente d'ingrandimento che funziona come l'oculare di un telescopio. Purtroppo, i primi modelli della Laborec hanno una gamma di tempi di posa limitata, con una velocità massima di 1/125 s, appena sufficiente per la fotografia solare. Tuttavia, per le riprese con la pellicola, sia la fotocamera Olympus sia la Miranda sono altamente raccomandate.

All'inizio, sarà necessario sperimentare un poco per trovare la corretta esposizione per una data combinazione telescopio/filtro/pellicola. Per congelare il *seeing*, l'otturatore deve avere una velocità di esposizione di almeno 1/125 s; quindi il fotografo dovrà cercare di mettere insieme un sistema di ripresa ottimizzato per compensare le variabili che condizionano il tempo di esposizione. A questo scopo, durante una sessione fotografica si può iniziare prendendo nota di filtri, pellicola e tempi di esposizione usati. Confrontando le note con i risultati ottenuti dopo lo sviluppo della pellicola, si possono utilizzare le migliori impostazioni come base per le sessioni future, in modo da giungere progressivamente a individuare un *setup* ottimale. I fattori che possono condizionare l'esposizione sono: la sensibilità della pellicola, il tempo e la temperatura di sviluppo, i filtri usati, la trasparenza del cielo e l'altezza del Sole sopra l'orizzonte.

Considerati i rapidi progressi in campo fotografico, è rischioso consigliare una pellicola specifica, perché si corre il rischio che venga tolta dagli scaffali prima che il libro giunga nelle mani dei lettori. In ogni caso, la selezione deve essere limitata a un'emulsione in bianco e nero con ISO bassa e grana fine. Per la fotografia in H-alfa è preferibile usare una pellicola B/N, con una sensibilità estesa alla

Figura 8.2. La fotocamera Mirax Laborec utilizzata per la fotografia al fuoco diretto.

regione rossa dello spettro. Le protuberanze solari sono in genere strutture a basso contrasto, così lo sviluppo della pellicola è lasciato al fotografo, che può usare un bagno di sviluppo ad alto contrasto o un bagno normale, ma raddoppiando il tempo di sviluppo. La chiave del successo quando si lavora con una pellicola è la coerenza: una volta trovata una buona procedura è bene attenersi a essa, modificandola solo quando è necessario. Troppa sperimentazione significa spreco di pellicola, aumento dei costi e, cosa più importante, perdita di opportunità fotografiche.

A proposito di occasioni mancate, è bene essere a conoscenza di alcuni problemi che si possono incontrare, di tanto in tanto, quando si fa astrofotografia. Ad esempio, bisogna fare attenzione quando si carica la pellicola nella fotocamera, accertandosi che l'inizio della pellicola sia posizionato correttamente sul rullo di avvolgimento. Prima di aprire la parte posteriore della fotocamera, bisogna assicurarsi di avere riavvolto completamente la pellicola dentro il portarullino, altrimenti si rischia di sovrimpressionare e rovinare una parte delle fotografie. Infine, se l'otturatore non è collegato al meccanismo di avanzamento della pellicola, bisogna sempre ricordarsi di fare avanzare la pellicola dopo ogni foto. Nella fase di apprendistato, sono in molti a fare questi e altri errori. Per quel che mi riguarda, ricordo di aver scoperto che la pellicola non era stata inserita correttamente sul rullo di avvolgimento alla fine di un transito di Mercurio sul disco del Sole. Non una singola immagine fu registrata, dal momento che la pellicola non avanzò mai fra uno scatto e l'altro.

Al fine di documentare una foto, dovrebbero essere prese note che riportino quello che è stato fotografato, quando è stata ottenuta la foto, il tempo di esposizione, le condizioni del *seeing* e l'attrezzatura utilizzata. Ad esempio, la foto di una regione attiva ha poco valore scientifico se non è noto il momento in cui la foto è stata fatta. Questo lavoro di documentazione non vale solo per la pellicola: anche un'immagine digitale deve essere adeguatamente documentata se si vuole che la foto abbia un qualunque valore al di là di quello puramente estetico.

Una volta che i negativi sono stati sviluppati e asciugati, inizia il lavoro di selezione. Una *lightbox* è utile per illuminare i negativi da dietro, in modo da poterli ispezionare con una lente d'ingrandimento. Per prima cosa, i fotogrammi vanno numerati consecutivamente con un pennarello a punta sottile, in modo che la sequenza dei negativi abbia lo stesso ordine delle note prese al telescopio. A questo punto, si può tagliare la pellicola in strisce di sei esposizioni ciascuna e fare l'ispezione con la lente d'ingrandimento, alla ricerca dei *frame* migliori per nitidezza e dettaglio. Una volta individuati, i negativi più nitidi devono essere identificati e conservati fino a quando non vengano stampati fotograficamente o digitalizzati, per l'elaborazione con il computer. La digitalizzazione del negativo fornisce al fotografo maggiori opportunità per il processo di stampa/pubblicazione; si pensi ad esempio all'adeguamento della luminosità e del contrasto, all'aumento della nitidezza o alla manipolazione dell'istogramma dei livelli di grigio.

Le fotocamere digitali

Il mercato delle fotocamere digitali, o *digicam*, è pieno di prodotti che si fregiano di tutti gli ultimi ritrovati tecnologici. Se avete dubbi al riguardo, basta fare un salto nel centro commerciale più vicino per vedere ciò che è disponibile nel reparto della fotografia. Ci sono modelli con l'autofocus, l'auto-flash, lo zoom ottico e digitale, un disco o la scheda di memoria, la capacità di riprendere filmati, *software* per la manipolazione delle immagini – e l'elenco potrebbe continuare. In un primo momento, tutta questa varietà può sembrare persino eccessiva e un po' intimidatoria. Se si sono appresi i rudimenti della fotografia lavorando con la pellicola, e ci si trova perfettamente a proprio agio, è possibile continuare sullo stesso percorso. Tuttavia, alcune *digicam* hanno caratteristiche che potrebbero rendere l'*hobby* della fotografia solare più facile e affidabile. Per prima cosa, non ci sono costi aggiuntivi per l'acquisto della pellicola e per il suo sviluppo, e questo è un *bonus* immediato. Inoltre, la memoria *hardware* di una macchina fotografica digitale è riutilizzabile, e una tipica scheda di memoria può memorizzare centinaia di foto. Questo è un indiscutibile vantaggio nella fotografia solare, importante per averla vinta sul cattivo *seeing* atmosferico.

Diverse fotocamere digitali tra le più adattabili all'*imaging* solare appartengono alle prime serie della Nikon CoolPix (880/990/995/4500), tutte di fascia alta e rigorosamente non-*reflex*. Alcune delle fotografie realizzate con questi meravigliosi gioiellini si trovano sparse in tutti i più recenti libri di astronomia e nelle riviste. Per quanto mi riguarda, l'introduzione all'astrofotografia digitale è avvenuta con la Nikon CP990; la discussione che segue è basata sulla mia esperienza con questa macchina fotografica (Figura 8.3).

Figura 8.3. Il *setup* per la fotografia afocale con la macchina fotografica digitale Nikon Coolpix 990.

La Nikon CP990 ha l'obbiettivo fisso e va collegata al telescopio usando il sistema afocale. Il fattore critico per avere una fotocamera digitale in grado di prestazioni superiori, quando viene utilizzata per la fotografia afocale, è un obbiettivo fotografico di ottima qualità. Infatti, va ricordato che maggiore è il numero degli elementi ottici inseriti nel percorso seguito dalla luce, maggiore è la possibilità di introdurre aberrazioni. La CP990 ha un obbiettivo Nikkor, noto per la sua eccezionale qualità ottica e in grado di fornire risultati di prim'ordine. La CP990, con l'aggiunta di un adattatore T2 da 28 mm, i tubi di prolunga e gli adattatori della fotocamera a pellicola, si è dimostrata perfetta per la fotografia afocale. L'adattatore T2 fornisce il raccordo tra l'obbiettivo della fotocamera e il tubo di prolunga che contiene l'oculare. L'oculare è posto nel tubo di prolunga, bloccato in posizione con una vite zigrinata e collegato alla fotocamera tramite l'adattatore T2. Tutto questo "pacchetto" viene inserito nel focheggiatore del telescopio.

L'oculare che uso più spesso è di tipo ortoscopico o Plössl, con una lunghezza focale di 18-25 mm. Per ottenere un maggiore ingrandimento, prima dell'oculare si può inserire una lente di Barlow acromatica da 2,4×. Molte fotocamere digitali di consumo come la CP990 hanno anche una funzione di zoom. L'uso dello zoom è un ottimo modo per aumentare la EFL del sistema telescopio/fotocamera. Attenzione però: bisogna utilizzare solo lo zoom ottico e non lo zoom digitale che, per riempire il *frame*, ingrandisce solo la parte centrale dell'immagine. A differenza di uno zoom ottico, uno zoom digitale non aumenta la quantità dei dettagli visibili. Infatti, lo zoom digitale aumenta la dimensione dell'immagine interpolando i *pixel*, il che la rende più granulosa.

Lo scaricarsi della batteria può rendere velocemente inservibile ogni fotocamera digitale. Un astronomo, per stare tranquillo ed evitare di restare senza energia, deve portarsi in tasca un set di batterie ricaricabili di scorta o usare opzioni alternative. Ad esempio, le fotocamere Nikon hanno come accessorio un trasformatore AC/DC da applicare a una sorgente esterna di energia elettrica. Anche se difficilmente usufruibile quando ci si trova in un sito di osservazione remoto, il

Figura 8.4. L'adattamento di un cavo di scatto manuale, attivato ad aria, a una CP990. Nella foto di sinistra il cavo è in modalità *standby*, mentre a destra lo stantuffo preme sul pulsante di scatto.

trasformatore è utilizzabile ovunque ci sia una presa di corrente disponibile. L'acquisto di un trasformatore per l'alimentazione della fotocamera può essere un ottimo investimento.

La Nikon mette anche a disposizione un cavo per lo scatto a distanza, per attivare elettronicamente l'otturatore in remoto, senza che il fotografo debba toccare diretta-

mente la fotocamera. Questo cavo può essere un accessorio veramente utile, ma è preferibile utilizzare un cavo di scatto manuale, attivato ad aria per mezzo di una pompetta a bulbo. Per poter utilizzare un cavo di scatto di questo tipo, all'attacco per il treppiede posto nella parte inferiore della fotocamera si può avvitare una barra di alluminio piegata in modo tale che agisca sul pulsante di scatto quando esce il pistone della pressa ad aria, perché si è premuta la pompetta. Se la fotocamera è in modalità di scatto continuo, le foto sono prese non-stop fino a quando viene rilasciato il pulsante di scatto. Il cavo di scatto con il bulbo ad aria è preferibile alla versione elettronica, perché il ritardo per la ripresa di un'immagine è inferiore se si usa il normale pulsante di scatto. Può sembrare un dettaglio poco rilevante, ma va ricordato che gli intervalli di buon *seeing* sono brevi, ed è importante poter aprire con tempestività l'otturatore mentre l'atmosfera è tranquilla.

Nel mio caso, la fotocamera è impostata per fotografare nella modalità di esposizione manuale con il diaframma tutto aperto e la velocità dell'otturatore adeguata per avere l'esposizione corretta. Spesso, per avere una prima indicazione del giusto tempo di esposizione impiego l'esposimetro della fotocamera, e poi mi sposto attorno a questo valore. Per la ripresa del Sole in luce bianca utilizzo tutta una serie di filtri a banda larga. Considerato che il fattore di esposizione è diverso per ciascun filtro, l'utilizzo dell'esposimetro della fotocamera è un modo rapido e preciso per determinare un'esposizione approssimativa da raffinare successivamente. La sensibilità del rivelatore è impostata su 100 ISO, la modalità di registrazione è in bianco e nero, e l'immagine ha una dimensione massima di 2048 × 1536 *pixel*. Il formato scelto per il salvataggio dell'immagine è quello di un *file* JPEG leggermente compresso. Questa impostazione riduce il tempo di riciclo della fotocamera rispetto a quello che sarebbe necessario se il salvataggio del *file* fosse nel formato TIFF.

La qualità del *file* JPEG non è certo compromessa quando si usa una compressione blanda, e il beneficio della ridotta dimensione del *file* supera il vantaggio della maggiore informazione sull'immagine che si avrebbe salvando la foto nel formato TIFF originale. Infine, l'obbiettivo della fotocamera è impostato su infinito ed è attivata la funzione di scatto continuo.

Un'opzione unica del *software* che gestisce la CP990 è una funzione chiamata selezione dello scatto migliore (Best-Shot Selection, BSS), che automaticamente confronta fino a 10 foto e salva solo la più nitida nella memoria della fotocamera. Per quanto mi riguarda, uso questa funzione per ridurre il numero di immagini usa-e-getta che si accumulano normalmente nel corso di una sessione fotografica. Altre impostazioni, quali il contrasto, la luminosità e la nitidezza, sono più soggettive e, di solito, non fisso regole al riguardo.

Trovare una messa a fuoco precisa e fare il monitoraggio delle condizioni del *seeing*, in particolare durante il giorno, può essere quasi impossibile se si usa il piccolo *display* LCD di cui sono dotate quasi tutte le macchine fotografiche. Per risolvere questo problema, molti fotografi mandano il segnale dalla fotocamera a un *monitor* TV ad alta risoluzione. Per questo tipo di utilizzo sono molto adatti i *monitor* in bianco e nero utilizzati per la videosorveglianza, con una diagonale di 210 mm (9 pollici). Un *monitor* di questo tipo va collegato alla porta video-*out* della fotocamera, ed è alimentato elettricamente tramite AC da una presa a muro. In queste condizioni trovare il fuoco è un gioco da ragazzi; con l'immagine ingran-

dita sul *monitor* TV diventa anche molto facile allineare la fotocamera con la direzione dell'est-ovest celeste e fare l'inquadratura.

Per facilitare la visione dell'immagine sul *monitor* è estremamente importante controllare i riflessi causati dalla luce ambientale diurna sullo schermo. A questo scopo, si può modellare un cappuccio in polistirolo espanso nero, da collegare al corpo del *monitor* tramite velcro. Uno spioncino tagliato appena sopra il centro dello schermo consentirà al fotografo di visualizzare la schermata in un ambiente ombreggiato, senza avere riflessi di disturbo. In alternativa, per isolare il *monitor* dall'esterno si può usare una grande scatola di cartone, del panno nero fotografico o un asciugamano da porre sopra il *monitor* e l'osservatore, oppure si può considerare lo spostamento del *monitor* all'interno di una stanza di controllo ed effettuare la movimentazione del telescopio in remoto.

Di tanto in tanto, quando si utilizza una fotocamera digitale per la fotografia afocale, le cose non vanno come sperato. Avere della vignettatura, cioè una caduta della luce ai bordi dell'immagine, è una cosa molto comune e può essere il risultato di diversi errori. Ad esempio, se la macchina fotografica non è centrata o montata perpendicolarmente all'asse ottico del telescopio, alcuni angoli dell'immagine assumeranno un aspetto sfumato e, in casi estremi, saranno di un nero uniforme. In questi casi, molto probabilmente la causa è da ricercare in una mancata corrispondenza fra la pupilla d'uscita del telescopio e la pupilla d'entrata della fotocamera. Per ottenere i migliori risultati, la pupilla d'uscita dell'oculare del telescopio dovrebbe essere uguale alla pupilla d'ingresso della fotocamera. Oppure, è probabile che la fotocamera sia posizionata troppo lontano dall'oculare; se così è, bisogna regolare di nuovo la distanza fra l'oculare e la macchina fotografica, in modo che l'otturatore dell'obbiettivo della fotocamera si trovi sulla pupilla d'uscita dell'oculare.

Di solito, in una foto ci sono *pixel* saturi (*hot pixel*) distribuiti in modo casuale; in questo caso, si parla di *rumore dell'immagine*. Una possibile soluzione per eliminare il rumore consiste nel diminuire il numero di ISO del sensore e aumentare il tempo di esposizione. Il rumore può essere causato anche da una macchina fotografica calda, cosa che può succedere se ci si trova in pieno Sole per un certo periodo di tempo. Per evitare questo problema, nella Figura 3.8 si vede come l'astrofilo Art Whipple utilizzi una coperta del tipo *space blanket* (usate spesso nel pronto soccorso per prevenire l'ipotermia) per proteggere la sua videocamera dalla luce solare diretta. Se la causa del rumore nell'immagine è il calore generato dalla stessa *digicam*, bisogna spegnere la fotocamera fino a che si sarà raffreddata. Un altro metodo per ridurre artificialmente gli *hot pixel* in una foto consiste nel comporre, durante l'elaborazione, diverse immagini che siano state riprese quasi contemporaneamente. Le diverse immagini dovrebbero essere leggermente traslate, in modo tale che i *pixel* caldi non si sovrappongano l'uno con l'altro. Questa tecnica di sovrapposizione riempie efficacemente i dati mancanti nell'immagine primaria.

In una tipica sessione di *imaging* con la CP990 la sequenza delle operazioni è la seguente. Con il *monitor* collegato alla videocamera tramite la porta video-*out*, viene inserito nel focheggiatore del telescopio tutto il "pacchetto" della *digicam* (macchina fotografica/adattatore/oculare). Una volta attivata l'alimentazione per il *monitor* e la macchina fotografica, il Sole viene portato nel campo del telescopio guardando attraverso lo spioncino del cappuccio del *monitor* di sorveglianza descritto prima. A questo punto, si fa una prima operazione di messa a fuoco, e il

corpo della fotocamera viene ruotato nel tubo del focheggiatore fino a quando la linea di declinazione dell'est-ovest celeste risulta parallela al lato maggiore del bordo dell'immagine. Individuata la regione da riprendere, ne viene fatto un rapido schizzo, annotando le direzioni celesti (nord ed est) per poterle usare più tardi durante l'elaborazione delle immagini. Utilizzando i movimenti fini del telescopio, l'area da riprendere viene centrata nel *monitor*, e viene eseguita la messa a fuoco fine. Una lettura dell'esposimetro della fotocamera serve per determinare il tempo approssimativo necessario per una corretta esposizione. A questo punto, viene effettuata un'esposizione di prova, per verificare se il tempo di posa è corretto o meno, e viene segnato il Tempo Universale, in modo tale che il tempo delle immagini successive possa essere ricavato per interpolazione dei dati salvati nel *file* dell'immagine. Se necessario, si può regolare la velocità di scatto dell'otturatore.

Ora la regione che deve essere ripresa viene pazientemente monitorata sul *monitor* di sorveglianza; la messa a fuoco viene aggiustata, se necessario, mentre la posizione del telescopio viene regolata per mantenere la regione al centro del campo di ripresa. Ogni volta che l'atmosfera si stabilizza, l'otturatore scatta per riprendere una raffica di immagini, e la funzione BSS del *software* della fotocamera seleziona e salva la più nitida di ciascun gruppo di immagini. Le riprese continuano fino a quando si è ottenuto un numero elevato di immagini o un particolare evento si è concluso. Quando l'*imaging* è completo, la fotocamera e il *monitor* vengono spenti e il "pacchetto" della *digicam* viene rimosso dal focheggiatore.

Le immagini solari riprese con una fotocamera digitale commerciale, in luce sia bianca sia monocromatica, possono fornire risultati veramente spettacolari. Rispetto alla pellicola, i vantaggi più evidenti di questo sistema sono la realizzazione di notevoli risparmi e la convenienza data dall'ottenere molte immagini. Lo svantaggio è che un obbiettivo fotografico fisso richiede l'uso della fotografia afocale, una tecnica soggetta alle possibili aberrazioni del sistema ottico, rappresentato dall'oculare e dall'obbiettivo della fotocamera.

Le fotocamere DSLR

Se si prende una *digicam* e la si fonde con una *reflex* (o Single Lens Reflex, SLR), il risultato è una macchina fotografica digitale *reflex* o DSLR (Digital Single Lens Reflex). Questo modello di fotocamera digitale apparve sul mercato non molto dopo l'inizio della rivoluzione delle *digicam*. Il vantaggio di usare una *reflex* digitale consiste nella possibilità di rimuovere l'obbiettivo della fotocamera e di vedere direttamente attraverso la stessa ottica con cui si riprende l'immagine. Per il fotografo, avere l'obbiettivo intercambiabile significa avere la libertà di scegliere fra la ripresa a fuoco diretto e la proiezione dell'oculare. Inoltre, di solito il sensore di una DSLR ha dimensioni superiori rispetto a quello di una *digicam*, e questo permette la ripresa di un campo più vasto. Molte fotocamere DSLR hanno anche una porta video-*out* che consente l'utilizzo di un *monitor* esterno per la messa a fuoco, l'inquadratura e lo studio delle condizioni del *seeing*. Alcuni modelli possono avere anche una funzione di ingrandimento che permette di eseguire un'accurata messa a fuoco direttamente sul piccolo schermo LCD del visore.

La maggior parte delle fotocamere digitali è progettata per creare una fotografia a colori attraverso una tecnica denominata Mascheratura Bayer, in cui una matrice di filtri colorati viene sovrapposta ai *pixel* del *chip* CCD/CMOS per la ripresa delle immagini, secondo un determinato schema rosso, verde e blu. A causa della maggiore sensibilità dei nostri occhi al verde, nello schema RGB (Red, Green, Blue, cioè rosso, verde e blu) al filtro verde è attribuito un peso dominante. Inoltre, quando si fa una conversione dell'immagine in bianco e nero, la fotocamera seleziona i *pixel* di questo colore. La metà dei *pixel* presenti in un *chip* è sensibile al verde, i restanti sono rossi e blu per il 25% ciascuno.

Normalmente, nella fotografia solare in luce bianca il segnale primario filtrato in ingresso è a banda larga e, in qualche misura, contiene tutti e tre questi colori. Per fortuna, molti osservatori per l'*imaging* in luce bianca utilizzano un ulteriore filtro verde a banda stretta, per accentuare la granulazione solare e le facole, e questo permette di sfruttare la maggioranza dei *pixel* del sensore RGB. D'altra parte, se una fotocamera viene usata per la fotografia in H-alfa o in Ca-K, non si usa la maggior parte dei *pixel* perché la trasmissione di un filtro solare monocromatico è così restrittiva che ai *pixel* al di fuori del rosso o del blu arriva pochissima radiazione. In teoria, un fotografo solare monocromatico utilizza solo il 25% dei *pixel* di una fotocamera digitale. Alcune matrici di *pixel* soffrono di un difetto chiamato *dispersione*.

In un *chip* CCD/CMOS si ha dispersione quando la luce che arriva su un canale, che può essere R, G o B, si riversa anche sui *pixel* adiacenti e crea una falsa immagine a colori. Come spiegheremo più avanti, un buon fotografo, quando elabora i *file* delle immagini, può utilizzare questo effetto a suo vantaggio. Per un fotografo in H-alfa o in Ca-K l'opzione migliore consiste nel riprendere con una fotocamera monocromatica (B/N) che utilizza tutti i suoi *pixel*.

Infine, va notato che per avere una buona riproduzione dei colori nelle normali fotografie in luce diurna il produttore posiziona davanti ai sensori un filtro per il blocco della radiazione infrarossa (*IR-Cut*). Di solito, il filtro *IR-Cut* non effettua un taglio netto delle frequenze infrarosse, e il suo assorbimento si estende anche verso la regione del visibile. Quindi, una parte della radiazione rossa, tra cui la H-alfa, può subire una riduzione della trasmissione. Per questo motivo, nelle fotocamere dedicate all'astrofotografia il filtro *IR-Cut* viene rimosso.

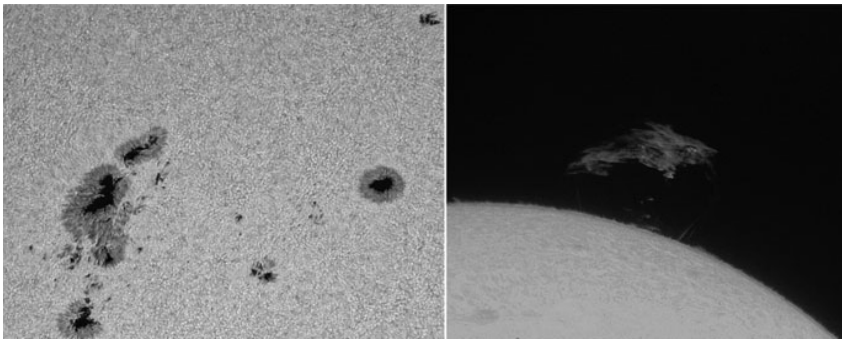

Figura 8.5. Immagini in luce bianca e in H-alfa ottenute da Eric Roel usando una *reflex* digitale Canon D60. Il telescopio è un rifrattore con tripletto APO da 150 mm di diametro, aperto a f/12.

Indipendentemente da queste limitazioni, come illustrato dalla Figura 8.5, una fotocamera DSLR commerciale è un ottimo strumento per produrre immagini del Sole in luce bianca o monocromatica.

Fra gli astrofotografi sono abbastanza popolari due produttori di fotocamere DSLR, la Canon e la Nikon. Al momento della stesura di questo libro, la Canon D60 o 10D e la serie di fotocamere Nikon D sono adatte per l'*imaging* solare. Considerato che nuovi modelli di fotocamere DSLR escono continuamente, ogni ulteriore raccomandazione su un modello specifico è destinata a diventare obsoleta in breve tempo. Piuttosto, si dovrebbero esaminare i modelli attualmente in commercio e scoprire quali sono quelli adatti alle esigenze della fotografia solare. Una moderna DSLR può essere utilizzata per la ripresa sia di normali fotografie diurne sia di splendide immagini del Sole, della Luna e del profondo cielo. Si tratta di uno strumento potente e versatile, in grado di soddisfare parecchie esigenze.

Le *webcam* e gli *imager* digitali

A questo punto, è opportuno che entri in scena la *webcam*, un dispositivo di *imaging* che all'inizio era solo una piccola telecamera in bianco e nero concepita per fare videoconferenze, montata in cima al *monitor* del computer di casa o dell'ufficio. Parecchie persone intraprendenti compresero le potenzialità del dispositivo e cominciarono ad assemblare le *webcam* come videocamere digitali, leggere e a bassa risoluzione, adatte per l'*imaging* della Luna e dei pianeti a una frazione del costo di una camera CCD astronomica dedicata. Fra i modelli più popolari c'erano la Vesta della Philips e la Connectix della Logitech. Nel mio caso, l'introduzione all'*imaging* con la *webcam* è avvenuta con una Connectix, che avevo smontato e ricostruito usando un contenitore di alluminio. Con mia meraviglia, l'intera camera pesava solo poche decine di grammi, non più di un buon oculare. Questo dispositivo autocostruito poteva essere inserito direttamente nel focheggiatore del telescopio, essendo alimentato dal computer Apple che usavo per operare con il *software* di acquisizione delle immagini in dotazione alla *webcam*.

La messa a fuoco, l'inquadratura dell'immagine o il controllo del *seeing* erano tutte operazioni che potevano essere realizzate direttamente dallo schermo del computer, riparato dal Sole da una scatola di cartone nella parte anteriore della quale era stato ritagliato un buco. Dopo quell'umile inizio, ora sono disponibili *webcam* per videoconferenza molto più sofisticate, in grado di fornire una maggiore risoluzione, un *range* dinamico più elevato (cioè la capacità di distinguere un maggior numero di differenze di tonalità) e persino immagini a colori. Inoltre, anche i produttori di apparecchiature astronomiche hanno sviluppato prodotti simili alle *webcam* auto-assemblate. Si tratta di *imager* digitali che si collegano al telescopio e che, tramite un computer portatile su cui gira il *software* di gestione, possono registrare filmati o riprendere singoli *frame*.

Le *webcam* e gli *imager* digitali commerciali sono strumenti fantastici per l'introduzione all'astrofotografia CCD. Rispetto ad altri sistemi di *imaging*, quello che fanno meglio è proprio la ripresa di filmati. La possibilità di visualizzare immagini in diretta senza tempo di *refresh* è un *bonus* aggiuntivo. Grazie a questa capacità, si possono posizionare diversi osservatori intorno allo schermo di un por-

tatile per poter osservare un evento contemporaneamente. Ma il campo in cui queste camere si sono rivelate davvero eccellenti per uso amatoriale è quello della fotografia planetaria. La capacità di catturare centinaia o migliaia di singoli *frame* e poi, con l'utilizzo di appositi *software*, di selezionare solo i *frame* più nitidi per unirli in una singola immagine è stata la vera chiave del successo per tutti gli *imager* del Sistema Solare.

Come vedremo, oltre che per il lavoro planetario, una *webcam* è adatta anche per alcuni tipi di fotografia solare. Il *chip* di una *webcam* o di un *imager* digitale è in genere di 640 × 480 *pixel*, mentre alcune camere con *chip* più grandi hanno una risoluzione di 1280 × 1024 *pixel*. Indipendentemente dalla dimensione dei *pixel*, il *chip* di una *webcam* ha un'area fisica limitata a circa 8-12 mm quadrati. Anche se questo non è un problema per un fotografo planetario, i cui soggetti sono relativamente piccoli e si adattano facilmente a essere ripresi con un *chip* piccolo, il grande disco del Sole non può certo stare all'interno di queste piccole dimensioni fisiche. Per produrre un'immagine in alta risoluzione dell'intero disco del Sole con una *webcam* è necessario unire numerose singole immagini in un'unica foto panoramica. Volendo fare un paragone, è un po' come assemblare un *puzzle* fatto di molti tasselli quadrati. Come si vede, la ripresa dell'intero disco è possibile ma comporta un sacco di lavoro, specie in fase di elaborazione. Da quanto detto, dovrebbe essere ovvio che il valore di una *webcam* per l'astronomo solare è costituito dalla possibilità di fare *imaging* in alta risoluzione di piccole regioni del Sole.

L'osservatore solare Steve Rismiller, per la ripresa di immagini in luce bianca e monocromatiche del Sole (Figure 8.6 e 8.7), utilizza una *webcam* Philips Toucam Pro con un telescopio Vixen 102ED. Scrive Rismiller: "Alla Toucam ho svitato l'obbiettivo, e al suo posto ho messo un raccordo filettato avente un diametro di 31,8 mm (1,25 pollici). La *webcam* è collegata con un cavo USB che fornisce l'alimentazione elettrica e permette di trasferire i *file* dei filmati AVI direttamente sul mio computer portatile. Non mi piace stare seduto a osservare in piena luce solare, così ho allungato il cavo USB (tramite un'apposita prolunga), il cavo dell'unità per la messa a fuoco elettrica e i cavi per il controllo dei motori della montatura equatoriale del telescopio in modo da poter stare comodamente all'ombra nella 'sala di controllo solare'. In questo modo sono in grado di con-

Figura 8.6. Una *webcam* Phillips Toucam Pro montata per l'*imaging* solare. Immagine di Steve Rismiller.

Figura 8.7. Primo piano di una Toucam. Immagine di Steve Rismiller.

trollare il telescopio da circa 4,5 m di distanza, sotto il *comfort* di un ventilatore a soffitto. Un altro vantaggio non trascurabile dell'osservazione al coperto è che lo schermo del computer è ben visibile".

Per catturare le immagini, Rismiller utilizza i *software K3CCD Tool* e *WcCtrl-Webcam Control Utility*, quest'ultimo per il controllo della *webcam*. Naturalmente, una camera può essere utilizzata con il *software* in *bundle* della casa costruttrice ma i *software* specialistici, appositamente scritti per l'uso astronomico delle *webcam*, sono più convenienti e rendono più facile l'acquisizione delle immagini. La ToUcam è in grado di acquisire i *frame* nel formato di 640 × 480 *pixel*. La messa a fuoco accurata viene ottenuta con un ingrandimento digitale dell'immagine sullo schermo a cui segue una attenta ispezione visuale. Per stabilire il tempo di esposizione corretto si controlla l'istogramma delle immagini di un certo numero di esposizioni. Un istogramma è semplicemente un grafico che mostra in che modo sono distribuiti i *pixel* scuri e quelli luminosi in una data immagine digitale. L'esposizione è corretta quando dall'istogramma risulta che i *pixel* sono distribuiti su tutta la gamma di luminosità: pochi *pixel* molto scuri, la maggior parte nella zona intermedia e pochi *pixel* molto chiari. Se, al contrario, la maggior parte dei *pixel* è ammassata verso il limite sinistro del grafico, ciò indica una grave sottoesposizione perché la maggior parte dell'immagine è formata da *pixel* scuri. Infine, se i *pixel* chiari sono in maggioranza, si ha un accumulo verso il limite destro dell'istogramma, indice di sovraesposizione: l'immagine è troppo chiara.

La tecnica di ripresa di Rismiller consiste nell'impostare il *software* per l'acquisizione video, *K3CCD Tool*, per riprendere filmati della durata di 10 o più secondi. In questo modo si ottiene un *file* AVI che contiene circa 145 immagini separate. Durante una sessione di osservazione si ottiene un certo numero di questi *file* AVI *raw* e, successivamente, da ciascun *file* vengono selezionate le immagini migliori usando il *software* Registax.

Anche i dispositivi commerciali possono essere adattati per l'*imaging* solare, come dimostrato da Howard Eskildsen nella Figura 8.8. La camera di Eskildsen è la Orion StarShoot II, con un sensore da 1280 × 1024 *pixel*. Eskildsen opera soprattutto dal bagagliaio della sua auto durante la pausa pranzo nei giorni feriali o nel vialetto d'accesso di casa sua nei giorni festivi; per questo motivo, ha assemblato un sistema facile da montare e smontare, ma in grado di riprendere immagini solari in alta risoluzione.

La chiave del successo della tecnica fotografica di Rismiller e Eskildsen consiste nel catturare una grande quantità d'immagini in un periodo di tempo relativamente breve e successivamente nell'estrarre le immagini più nitide rispetto alle altre, eliminando il resto. Di solito, Eskildsen cattura immagini per 30-60 s a 15 fotogrammi al secondo. Se il tempo lo permette, vengono registrati diversi *file* nel formato AVI, per una elaborazione successiva. Parlando della sua tecnica, Eskildsen dice: "Dopo l'acquisizione delle immagini, il processo di *editing* continua perché i *frame* estratti dal filmato AVI vengono allineati e sommati con *Registax*. Normalmente, da un *file* con una durata di 60 s si possono estrarre dai 20 ai 100 *frame* accettabilmente nitidi, che vengono ottimizzati e sommati. Per rendere più nitida l'immagine somma si usa la funzione *wavelet* di *Registax*. A questo punto cerco di ottimizzare il contrasto senza introdurre artefatti, e spesso gioco con le impostazioni fino a trovare una combinazione che sia piacevole da vedere". L'elaborazione finale dell'immagine somma viene fatta con *Photoshop*, per regolare l'orientamento in modo tale da avere il nord in alto e l'est a sinistra. Ulteriori aggiustamenti vengono fatti anche sull'istogramma, utilizzando la funzione dei livelli, mentre la luminosità, il contrasto e la nitidezza sono leggermente ottimizzati per motivi estetici, rendendo l'immagine pronta per la presentazione.

Figura 8.8. L'*imager* solare Howard Eskildsen con il suo sistema portatile per la fotografia digitale. La scatola di cartone serve per proteggere il portatile dalla luce diretta del Sole.

Le camere CCD astronomiche

Per l'*imager* solare motivato è disponibile tutta una serie di camere di fascia alta costruite appositamente per la fotografia astronomica. Queste camere si dividono in due grandi classi in base alla modalità di cattura delle immagini: singolo fotogramma o acquisizione video. Alcuni modelli sono in grado di svolgere entrambe le attività. I prodotti di fascia alta offrono un sensore che di solito è più grande, in termini di dimensioni, di quelli che si trovano nella maggior parte delle *digicam* commerciali o sulle *webcam*. La dimensione dei singoli *pixel* (in micrometri) di alcune camere di fascia alta può essere leggermente superiore a quella dei prodotti di fascia più bassa ma, a causa della maggiore lunghezza e larghezza del *chip*, è possibile avere un ingrandimento dell'immagine al fuoco primario insieme a un maggiore campo di vista.

Di solito, la camera astronomica dedicata dell'osservatore impegnato è monocromatica, cioè le immagini prodotte sono in scala di grigi. A differenza di un *chip* RGB, che per riprendere a colori dipende dalla matrice di filtri Bayer, le camere monocromatiche utilizzano tutti i *pixel* della matrice per formare un'immagine. Con una camera avente un sensore in bianco e nero, una fotografia a colori si può ottenere attraverso un processo chiamato *tricromia*, che consiste nel riprendere tre immagini distinte, ottenute attraverso un filtro rosso, uno verde e uno blu, e poi combinare digitalmente le tre immagini in una singola fotografia.

L'*imaging* solare più efficace, in luce bianca o monocromatica, è il processo in scala di grigi; la fotografia solare a colori è fatta solo per motivi estetici e, in ogni caso, la colorazione viene effettuata a posteriori, attraverso l'elaborazione delle immagini. Quando una qualsiasi struttura viene ridotta a ciò che si osserva nell'oculare di un telescopio solare, il 99% della variazione riscontrata è dovuto solo all'intensità della luce che raggiunge l'occhio. Che cosa significa? Che in H-alfa tutta la luce è rossa, nel Ca-K tutta la luce è blu, quando si osserva in luce bianca la tonalità dell'immagine è sostanzialmente piatta, in genere influenzata dal colore

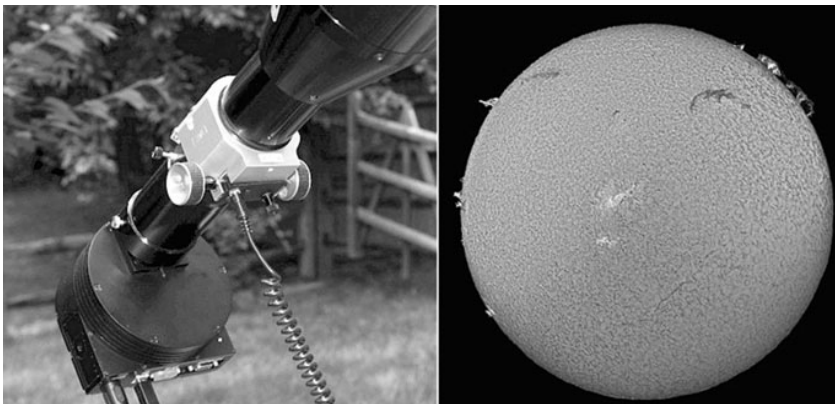

Figura 8.9. La camera SBIG ST-2000XM utilizzata da Greg Piepol per l'immagine in H-alfa sulla destra.

di trasmissione del filtro solare primario e da quello complementare. Una qualsiasi differenza di colore eventualmente visibile nell'ombra di una macchia solare sarà estremamente tenue anche se avvertibile dall'osservatore visuale. Per la ripresa di un'immagine solare digitale è preferibile usare una camera in bianco e nero perché l'ingegnerizzazione di un sensore per produrre un'immagine a colori, attraverso tecniche come l'impiego della Maschera di Bayer, riduce la risoluzione efficace del *chip* (Figura 8.9).

Una camera di fascia alta avrà una migliore capacità di registrare una variazione del tono dell'immagine compresa tra il bianco e il nero. Il numero dei livelli di grigio che possono essere registrati in una singola esposizione è una quantità nota come *profondità di bit* del sensore. Tale caratteristica così chiamata perché ogni *pixel*, in realtà, fornisce un tono di grigio che può essere espresso da una serie di *bit*, ossia da un numero. Un *bit* è l'unità di misura dell'informazione (deriva dalla contrazione delle due parole inglesi "binary unit"), ed è definito come la quantità minima di informazione che serve a distinguere tra due possibili stati assunti da un sistema. Di solito, i due stati possibili vengono contraddistinti dalle cifre binarie 0 e 1. Le immagini digitali sono, in sostanza, una matrice di sequenze di cifre binarie, dove ogni sequenza rappresenta l'intensità luminosa del *pixel* che occupa la posizione corrispondente. Con il più semplice sistema di *imaging* possibile (in grado di distinguere solamente fra bianco e nero), al tono di un *pixel* può essere assegnato solo il numero 1 (bianco) o il numero 0 (nero). In questa situazione il *file* dell'immagine è a 1 *bit*, perché gli stati che possono assumere i *pixel* sono solo due. Un po' più complesso è il sistema a 2 *bit*, in cui vi sono quattro toni possibili: bianco, nero e due varianti di grigio intermedie. Quindi, il codice di un *file* a 2 *bit* può contenere le sequenze 01, 11, 10 e 00.

L'occhio ha bisogno di quasi 250 sfumature di tonalità, dal nero al bianco, per creare una scala di grigi completa, cioè un'immagine dai toni continui. Un sistema a 8 *bit* permette di avere abbastanza sequenze formate da combinazioni di 1 e 0 per produrre 256 diverse tonalità di grigio. La maggior parte delle fotocamere digitali utilizza un sensore in grado di produrre un'immagine a 8 *bit* in scala di grigi e una a 24 *bit* in modalità RGB (8 *bit* × 3 canali colore). Vi sono casi, in particolare con la ripresa di immagini in H-alfa, in cui il fotografo desidera registrare, in una singola esposizione, sia le protuberanze al lembo sia i dettagli sul disco. Tuttavia, è impossibile riprendere entrambi i tipi di dettagli in modo adeguato perché l'esposizione corretta per il disco sarà più breve dell'esposizione corretta per le protuberanze. Ci si trova in una situazione in cui bisogna scegliere o l'uno o l'altro. La capacità di registrare dettagli che hanno una grande differenza di luminosità è nota come *gamma dinamica*. Quanto maggiore è la gamma dinamica, meglio è, specialmente quando si devono riprendere contemporaneamente oggetti con una grande differenza di luminosità. In questo caso, la pellicola tende ad avere un certo vantaggio sui sensori digitali anche se, un giorno, il progresso tecnologico potrebbe consentire di costruire una fotocamera digitale con una gamma dinamica notevole. Per un fotografo solare che desideri registrare sia i dettagli sul disco sia quelli al lembo, la soluzione consiste nel combinare due immagini separate, e correttamente esposte, in un'unica foto.

In generale, un astronomo dilettante desidera inviare il segnale della camera direttamente in un computer portatile. Se si sta contemplando l'acquisto di una

camera è importante esaminare la compatibilità fra questi due componenti. Le questioni da affrontare sono: la quantità di memoria RAM e la velocità di elaborazione del portatile sono sufficienti per la camera (quale delle due è meglio aumentare)? Il sistema operativo è compatibile con i *driver* della camera e il *software* di acquisizione? E che dire della connettività fra la camera e il computer (le camere più recenti usano una porta USB 2.0 o FireWire)?

Il veterano dell'*imaging* solare Greg Piepol ha fatto esperienze con diversi tipi di sistemi di punta (Figura 8.10). La sua camera della Santa Barbara Instrument Group (SBIG), Modello ST-2000XM, è caratterizzata da un'elevata gamma dinamica, da basso rumore ed è dotata di un sensore da 2 megapixel in grado di fornire immagini grandi e dettagliate. Ecco cosa dice Greg, per quanto riguarda la sua esperienza con una camera astronomica usata per l'*imaging* solare:

> La SBIG non è un CCD in grado di fornire immagini in tempo reale; per scaricare i *file* da 2 MB sono richiesti circa 10 s. Per comporre la foto (fare la messa a fuoco, inquadrare il soggetto e scegliere la corretta esposizione) utilizzo il *software* di controllo della camera nella modalità "fuoco". Di solito, per ottenere un buon risultato ci vogliono quattro o cinque minuti di tentativi. Per ogni ripresa preliminare, in totale ci vogliono 15 s (5 per l'esposizione e 10 per il *download*). Se necessario, apporto una modifica al fuoco, e poi riprendo un'altra immagine di prova e attendo altri 15 s. La *routine* di composizione dell'immagine continua così fino a quando non si raggiunge la perfezione. Dopo di che passo alla modalità *grab* e riprendo l'immagine. Di solito riprendo diverse immagini in rapida sequenza. Aspetto un po' di tempo perché si calmi il *seeing* e ne riprendo un'altra serie. Osservo con il mio *laptop* da un piccolo rimorchio portatile soprannominato *The Sunspot*, tirando una tenda per proteggere il sistema dalla luce diurna; la messa a fuoco e lo spostamento del telescopio sono operazioni effettuate in remoto. Il telescopio si trova appena fuori dal rimorchio.

Usando una camera di fascia alta, concepita per la ripresa dei corpi del Sistema Solare, si possono anche riprendere video amatoriali. Fra i diversi produttori di questo genere di dispositivi ci sono Lumenera Corporation, The Imaging Source, e Adirondack Astronomy. Con una camera che ha la possibilità di riprendere anche i video, bisogna considerare il *frame-rate*, cioè il numero di fotogrammi catturati al secondo (in sigla fps, *frame per second*). Maggiore è il *frame-rate* della camera, maggiore è la probabilità di catturare un breve momento di ottimo *seeing* diurno. Gli *imager* esperti dicono che un *frame-rate* di 30-60 *frame*/s è un ottimo valore, anche se tassi più bassi possono essere ugualmente efficaci. Piepol dice che, con la sua camera Lumenera, per riprendere un video contenente 100 *frame* sono necessari circa 10 secondi. Abbassando la risoluzione del video acquisito, si può arrivare a un massimo di 200 fotogrammi al secondo. Tuttavia, usando la massima risoluzione, il numero di fps è limitato a 15, appena sufficiente per catturare ancora i momenti di buon *seeing*. Più basso è il rumore elettronico caratteristico di un sensore, più uniforme apparirà l'immagine all'occhio. Impostando un guadagno elevato, aumenta sì la sensibilità del *chip*, ma anche il livello di rumore prodotto. Le camere per la ripresa video che comprimono il *file* per occupare meno

Figura 8.10. La videocamera Lumenera può riprendere fino a 200 fps, ma con un *frame-rate* inferiore migliora la risoluzione. Immagine di Greg Piepol.

memoria introducono una piccola quantità di "rumore da compressione", creando un *output* di qualità inferiore. La migliore opzione per il salvataggio di singole immagini o di *clip* video sarebbe un *file* a compressione bassa o, meglio, nulla. Per questo tipo di camere, il collegamento al focheggiatore del telescopio viene fatto solitamente per mezzo di un adattatore standard filettato C, disponibile presso la maggior parte dei rivenditori di camere astronomiche.

L'elaborazione di un'immagine

Fino a non molto tempo fa, un fotografo dilettante, dopo avere impressionato un rullino di pellicola, per avere le foto sviluppate e stampate doveva recarsi in un negozio di fotografia. Probabilmente, solo dopo diversi giorni poteva tornare in negozio per ispezionare i negativi delle foto e scegliere quali far stampare. Tutta questa procedura portava a considerevoli perdite di tempo.

Oggi, le cose vanno in modo molto diverso. Infatti, la fotocamera digitale, per quanto riguarda la fotografia casalinga, ha aperto le porte anche ai principianti. Ad esempio, ora un fotografo di media esperienza può scaricare le immagini dalla fotocamera digitale direttamente in una stampante *desktop* e, in pochi minuti, avere una foto in formato cartaceo pronta per lo studio e la condivisione. Tuttavia, grazie alle possibilità offerte dall'elaborazione digitale, si può agire sull'aspetto complessivo e sulle dimensioni della foto, in modo molto più incisivo rispetto alla pellicola.

Per poter agire sulla foto basta trasferire il *file* originale dell'immagine su un computer dotato di un *software* per il ritocco fotografico. Con la manipolazione, o *editing*, del *file*, l'immagine può essere ruotata e ritagliata oppure si possono fare modifiche all'istogramma, al contrasto o alla luminosità. È anche possibile migliorare la nitidezza, o diminuire la quantità di rumore dell'immagine. I dettagli possono essere messi in evidenza sommando da decine a centinaia di singoli *frame* (o fotogrammi), con una tecnica chiamata *stacking* (sovrapposizione). Il computer

permette anche di unire insieme diverse immagini di regioni adiacenti per formare una visione panoramica, oppure si può aggiungere il colore dove prima non c'era, e trasformare un'immagine in bianco e nero in una colorata.

La regola base nell'elaborazione delle immagini è di eseguire sempre l'*editing* su una copia dell'immagine, mai sul *file* originale. Infatti, una volta che in un *file* è stato salvato un cambiamento, è impossibile tornare all'immagine originale. Bisogna fare attenzione, però, ed evitare un'eccessiva elaborazione dell'immagine. Essere troppo zelanti nell'utilizzo delle funzioni di *editing* può portare alla creazione di artefatti o all'aggiunta di dettagli inesistenti. Naturalmente, è accettabile esaltare i dettagli che sono appena visibili nell'immagine originale, ma bisogna evitare di creare dettagli che non esistono.

Per fortuna, gli osservatori solari irriducibili della pellicola non devono rinunciare a quest'ultima, nonostante la generale tendenza a prendere le distanze dalla camera oscura. Infatti, adottando una "camera oscura digitale" il fotografo con la pellicola può avere il meglio dei due mondi. Che cosa vuol dire? I negativi e le diapositive possono essere digitalizzati e importati nel computer e, successivamente, elaborati proprio come un'immagine ottenuta direttamente da una fotocamera digitale. L'immagine digitalizzata dalla pellicola può essere stampata in formato cartaceo, ottenendo qualcosa di simile a una stampa fotografica tradizionale, oppure visualizzata sullo schermo di un computer come *file* digitale.

La pellicola fotografica rappresenta una tecnologia analogica. Vale a dire, i fotoni sono registrati in modo diretto o lineare attraverso un processo chimico. Al contrario, nella fotografia digitale i fotoni catturati sono "contati" e registrati sotto forma di dati binari. Il compito di un fotografo che utilizzi la pellicola è quello di convertire le informazioni analogiche in dati digitali utilizzando un dispositivo periferico del computer chiamato *scanner*.

A causa delle limitazioni nel processo di riproduzione fotografica, il metodo migliore per la conversione digitale consiste nell'eseguire la scansione del negativo o della diapositiva originale, piuttosto che di una stampa di seconda generazione. Infatti, rispetto alla pellicola originale, una stampa cartacea ha un *range* di luminosità molto più ridotto. Inoltre, vi sono informazioni contenute nel negativo che, attraverso il processo di stampa, andranno irrimediabilmente perse e quindi saranno irrecuperabili anche con la digitalizzazione. Chiaramente, è consigliabile fare scansioni in alta risoluzione delle pellicole (paragonabile a quella di una buona macchina fotografica digitale), con una profondità minima di 8 *bit* per canale. Poiché le immagini della pellicola hanno spesso una maggiore gamma dinamica di quella registrabile in una singola scansione, può essere necessario acquisire alcuni dettagli con una certa impostazione dello *scanner* e i particolari che appaiono più deboli con altre impostazioni e, successivamente, unire le due immagini digitali per produrre una singola immagine.

Il formato dei *file*

Il formato di un *file* è, sostanzialmente, il modo in cui vengono disposte, usando caratteri binari, le parole e le illustrazioni che il *file* digitale rappresenta. In parole povere, il formato può essere descritto come "il modo in cui viene salvato un *file*".

Alcuni formati di immagine creano un *file* enorme, con dimensioni di molti megabyte, mentre altri formati usano compressioni che riducono le dimensioni del *file*. A volte, un *file* può essere aperto solo usando un *software* specifico, mentre altri formati, per esempio il JPEG, sono compatibili con quasi tutti i programmi di elaborazione delle immagini e con i diversi sistemi operativi. Tra i molti formati disponibili per il *file* di una fotografia, tre sono quelli utilizzati più spesso per la creazione e la modifica delle immagini: *raw*, TIFF e JPEG. Nel processo di *imaging*, ogni formato ha i propri vantaggi e le proprie modalità di impiego.

I *file* in formato *raw* sono nel formato proprietario del produttore della camera. Lo scopo del salvataggio di un *file* nel formato *raw* è quello di registrare l'immagine così come viene vista dal sensore della fotocamera, senza passare attraverso l'elaborazione del *software* della macchina. I *file raw* contengono molta più informazioni rispetto ad altri formati perché, praticamente, non hanno subito alcuna compressione. Con poca o nessuna compressione, nessun dato viene scartato. In passato, lavorare con un *file raw* era difficile, perché non tutti i *software* di fotoritocco lo potevano aprire. La soluzione per questo problema era quella di convertire il *file raw* in un formato diverso, compatibile con il *software* di *editing*. Oggi, un certo numero di programmi di fotoritocco è in grado di gestire direttamente i *file raw*. In ogni caso, è bene accertarsi sempre di disporre di uno di questi *software* se si desidera utilizzare un formato proprietario. I *pixel* dell'immagine di un *file raw* hanno una profondità di *bit* superiore a quella tipica dei *file* a 8 *bit* prodotti in altri formati. Lavorare con un *file* a 12-14 *bit*, significa avere un'immagine con una gradazione di toni più fine e un maggior dettaglio.

Anche se a un purista il *file raw* sembra il formato ideale in cui salvare le immagini, ci sono diversi svantaggi. Per prima cosa, la grossa dimensione del *file* può limitare il numero di immagini che possono essere memorizzate nella memoria della camera. Questo può rappresentare un problema. Infatti, nella fotografia solare, più numerose sono le immagini, meglio si può combattere il cattivo *seeing*. Inoltre, non tutte le camere salvano necessariamente l'immagine in *raw*: quindi, in alcuni casi, è impossibile prendere in considerazione questo formato. Considerate le dimensioni, il tempo di *download* per un *file raw* è più lungo rispetto ad altri formati compressi, e questo rende difficile la ripresa di immagini in rapida successione. Infine, i formati proprietari non sono ancora standardizzati e il *software* di fotoritocco che oggi funziona bene con il vostro formato *raw* potrebbe non essere più disponibile fra 5-10 anni, per non parlare del formato stesso. Questo è un punto da non sottovalutare e implica che, per ogni uso futuro, l'archiviazione del *file raw* deve essere fatta in un altro formato. Come si può vedere, ci sono alcuni compromessi che devono essere accettati quando si utilizza un formato d'immagine proprietario, ma se siete in cerca di un *file* con il massimo dell'informazione e il minimo di artefatti , il formato *raw* è quello che fa per voi.

Il formato più utilizzato per l'*editing* di immagini in bianco e nero o a colori con il computer è il Tagged Image File, o TIFF. Praticamente, tutti i programmi grafici di manipolazione delle immagini e gli *scanner* supportano il TIFF, conferendo al *file* TIFF un netto vantaggio rispetto al *file raw*. Come per il *raw*, anche per il TIFF è necessario molto spazio per lo stoccaggio in memoria. Ciò significa che, rispetto ai formati compressi, il tempo di *download* di un *file* TIFF è più elevato. Oltre alla compatibilità del TIFF con la maggior parte dei programmi di *edi-*

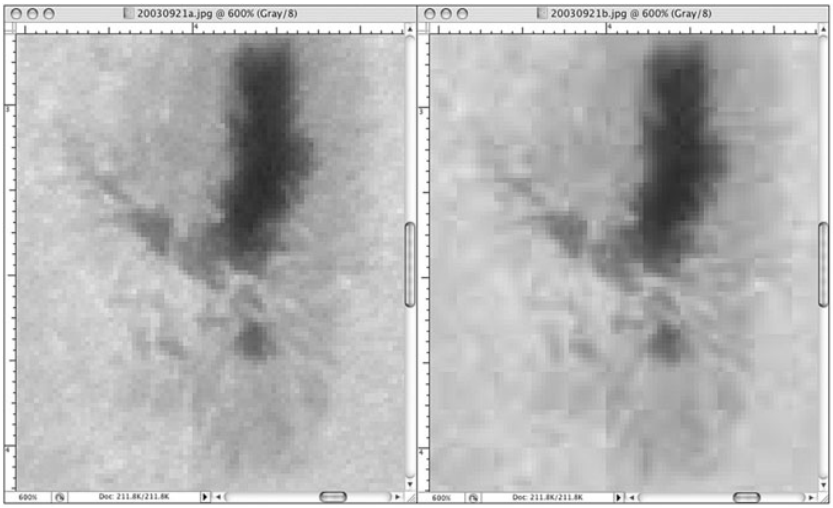

Figura 8.11. Il risultato della modifica e del salvataggio di un'immagine in un formato *lossy* è evidente in questo ingrandimento del 600%. Il *file* JPEG (a sinistra) è stato aperto, manipolato e salvato usando un fattore di compressione lieve per crearne una copia (a destra). Un attento esame rivela che i dati sono andati perduti perché l'immagine è diventata più "pixellata". Una compressione maggiore aumenta ancora di più la perdita dei dati.

ting, quello che lo rende un'ottima scelta per l'archiviazione delle foto è la capacità di salvare i dati in quello che viene chiamato un formato senza perdita (o *lossless format*). I *file loss-less* sono quelli che possono essere manipolati e risalvati senza creare una perdita di dati. Di solito, la perdita dei dati si verifica durante la compressione del *file*, un processo di "condensazione" che ha come fine lo stoccaggio in uno spazio di memoria minore. Se si vuole, i *file* TIFF possono essere compressi in un formato senza perdita di informazione utilizzando la funzione opzionale LZW (Figura 8.11).

Il formato più versatile per un'immagine digitale è il JPEG. Acronimo di Joint Photographic Experts Group, il JPEG è un formato generico riconosciuto da quasi tutti i computer e i *software* di fotoritocco. Anche se il *file* JPEG è più piccolo di un *file raw* o TIFF, è comunque in grado di mostrare foto di alta qualità. Non tutte le fotocamere digitali salvano le foto in *raw* o TIFF, ma tutte le salvano in formato JPEG. Di solito, le pagine *web* che si trovano su Internet contengono immagini JPEG, e anche le foto che si condividono via *e-mail* con gli amici sono spesso in formato JPEG.

Un qualsiasi formato che riduca le dimensioni del *file* eliminando informazioni attraverso un processo di compressione è del tipo *lossy* (con perdita di dati). Un *file* JPEG rientra in questa categoria. All'aumentare della compressione la dimensione del *file* si riduce, e la qualità dell'immagine ne soffre di conseguenza. L'immagine originale proveniente dalla camera, in particolare se ha subito solo un lieve processo di compressione, è di qualità molto buona ma, ogni volta che un *file*

JPEG viene aperto, modificato e risalvato, la compressione elimina sempre più informazioni. Si tratta di un effetto cumulativo, che viene rafforzato notevolmente quando si usa un livello di compressione elevato. Per ridurre al minimo la perdita di informazione, quando si risalva il *file* bisogna scegliere un'impostazione per avere una compressione la più bassa possibile.

Per evitare la perdita di dati, molti fotografi hanno adottato la soluzione di condurre l'intero *editing* delle immagini in un formato *loss-less*, come il TIFF, e quindi salvare il risultato finale in un *file* JPEG, per l'uso su Internet o l'invio tramite *e-mail*. Il *file* TIFF modificato potrà essere archiviato per la produzione, in futuro, di più copie JPEG. La quantità di compressione di un JPEG dipende dall'uso che si vuole fare dell'immagine. Per mettere delle immagini su Internet, ad esempio ospitate in una pagina web, si può adottare una compressione elevata, in quanto un tempo ridotto di *download* può essere più importante della qualità dell'immagine.
Al contrario, nel caso di una fotografia ripresa per fini di monitoraggio e destinata all'archiviazione da parte di un'associazione nazionale di osservatori, la qualità deve essere altissima, per cui sarà necessario utilizzare una compressione leggera.

In sintesi, l'immagine originale ottenuta con la camera digitale può essere salvata, a scelta, nel formato *raw*, TIFF o JPEG. I *file raw* e TIFF sono quelli di qualità maggiore, ma la grande dimensione del *file* può essere un problema. Anche un *file* JPEG a bassa compressione è accettabile come *file* originale: in realtà, diventa d'obbligo se bisogna riprendere immagini in rapida successione. Bisogna sempre modificare una copia dell'immagine originale usando un formato *loss-less*, come ad esempio il TIFF. Le immagini *loss-less* elaborate vanno archiviate, mentre per la distribuzione si può usare un *file* JPEG con un fattore di compressione impostato a seconda della destinazione del *file*.

Programmi per il fotoritocco

Ricordate i giorni in cui l'elaborazione di una foto consisteva nello "schermare e bruciare" un ingrandimento durante il processo di stampa? O quando, per far apparire un punto più pallido sulla stampa, veniva mosso con cautela un dito in una zona della stampa, mentre era ancora nel vassoio in via di sviluppo, in modo tale che l'attrito provocasse un riscaldamento della regione e un'accelerazione della reazione chimica? A quei tempi, una matita per il ritocco era un accessorio utile per la rimozione dei granelli di polvere o per creare un confine più netto tra le zone con luce diffusa e quelle più scure dell'immagine.

Oggi, premendo un tasto o con un click del *mouse*, sono possibili queste e molte altre manipolazioni quando si tratta di "ritoccare" un'immagine digitale. Quasi tutti gli attuali programmi di fotoritocco sono compatibili con i diversi sistemi operativi che gestiscono i computer. La maggior parte dei programmi di elaborazione permette la manipolazione della luminosità e il ritaglio dell'immagine; altri programmi consentono un controllo totale delle immagini, o possono avere una funzione unica, non disponibile altrove. Non è insolito, per un *imager* avanzato, eseguire alcune manipolazioni con un certo programma e terminare l'elaborazione dell'immagine con un altro.

Parlare di *software* specifici o presentare un approccio *step-by-step* al processo

di elaborazione delle immagini limiterebbe l'utilità di questo libro. Questo per diverse ragioni. Prima di tutto, l'elaborazione estetica di un'immagine è un argomento del tutto soggettivo. Quello che è gradevole per una persona potrebbe non esserlo per l'occhio di un'altra. In secondo luogo, il metodo di "imparare facendo" resta il migliore: non ci sono scorciatoie ragionevoli per accumulare esperienza senza fatica. Per questo motivo, verranno fornite solo le nozioni di base, cioè indicazioni su ciò che può essere fatto; starà poi al lettore trovare il modo di mettere in pratica quanto suggerito. Inoltre, inevitabilmente, i diversi *software* disponibili offrono parecchie strade alternative per eseguire lo stesso compito. Numerosi sono i libri sul mercato che si concentrano esclusivamente sull'elaborazione.

C'è poi un ulteriore problema. Le revisioni e gli aggiornamenti dei *software* sono all'ordine del giorno. Ad esempio, quando chi scrive ha iniziato a lavorare con le immagini digitali, il *software Photoshop 3* era la versione più recente disponibile del noto programma di fotoritocco della Adobe. Da allora, sono uscite almeno sei nuove versioni del programma che sostituiscono questa versione di *Photoshop 3*.

Nel seguito, pur lasciando la possibilità all'*imager* digitale di cercare una propria strada, saranno esposti alcuni dei principi fondamentali dell'elaborazione delle immagini. Per fortuna, con i *software* disponibili attualmente sarà facile crearsi il proprio modo di elaborazione. Fra i *software* di *editing* utili per la fotografia solare figurano *Maxim DL*, *ImagesPlus*, *Adobe Photoshop* e il popolare *Registax*.

La calibrazione del *monitor*

In campo digitale, l'acronimo WYSIWYG è stato popolare per un certo periodo. Il significato è: "What You See Is What You Get", cioè quello che vedi è ciò che ottieni. Nel caso particolare di un'immagine, significa proprio questo, alla lettera – a meno che il *monitor* o altri dispositivi periferici siano fuori calibrazione. La calibrazione è una procedura di regolazione di un certo dispositivo di *output* o di visualizzazione, fatta per ottenere una risposta standard. In breve, è la garanzia che l'immagine mostrata sullo schermo del vostro computer apparirà allo stesso modo su un altro computer che sia stato opportunamente calibrato. Se si vogliono fare stampe in formato cartaceo, per garantire un risultato finale corrispondente a quello che si vede sullo schermo bisogna calibrare sia la stampante sia il *monitor*. Quasi tutti i computer contengono un *software* che consente all'utente di apportare le necessarie modifiche per la calibrazione di luminosità, contrasto e colore.

Anche se la taratura non è un lavoro noioso, non c'è la garanzia che, alla fine, tutti i dispositivi rispettino le norme. Per aiutare gli altri osservatori nella corretta visione delle immagini solari, è possibile incorporare, all'interno dell'immagine

Figura 8.12. Scala di grigi per la calibrazione rapida dello schermo.

finale, una striscia con diversi livelli di grigio. In questo modo si può consigliare alle altre persone di adeguare almeno la luminosità del proprio schermo, in modo tale che siano ben visibili tutti i diversi livelli di grigio. Ad esempio, nei *monitor* troppo scuri si perdono i dettagli dell'ombra, e l'immagine apparirà confusa; al contrario, se sono troppo luminosi l'immagine diventa pallida e sbiadita. Si può scegliere una striscia di tonalità che abbia un gradiente formato da 17 gradini, dal bianco puro al nero intenso. Una scala di grigi simile può essere scaricata da numerosi siti *web* dedicati alla calibrazione delle immagini o si può fare in cinque minuti usando *Photoshop* (Figura 8.12).

La rotazione e il ritaglio dell'immagine

Il corretto orientamento di un'immagine per il monitoraggio del Sole è con il nord solare in alto e il bordo est a sinistra. Alcuni osservatori non vogliono arrivare a tanta raffinatezza e si accontentano di avere il nord celeste in alto e l'est celeste a sinistra, cioè un'orientazione più o meno corrispondente all'aspetto mostrato dal Sole in cielo. Per quanto riguarda l'orientamento delle immagini, è veramente importante adottare sempre lo stesso sistema di riferimento. Usando le tecniche descritte nel Capitolo 4, il *file* originale dell'immagine potrà essere sempre allineato secondo le direzioni cardinali celesti. Il valore giornaliero di P_0 può essere utilizzato per aggiustare l'inclinazione dell'asse del Sole verso est o verso ovest, in modo da renderlo verticale. Se necessario, prima di questa operazione si può "capovolgere" l'immagine, orizzontalmente o verticalmente, per avere l'orientamento celeste corretto sia a nord sia a est. Questo è il motivo per cui è una buona idea fare uno schizzo al telescopio di quanto si osserva, per avere una conferma delle direzioni di riferimento sul Sole. In generale, possono passare diversi giorni prima che l'immagine venga elaborata e, mentre la memoria può fallire, lo schizzo su carta resta.

Lo strumento di rotazione della maggior parte dei programmi di fotoritocco permette di agire sull'immagine con incrementi pari a frazioni di grado, fornendo un controllo molto preciso sulla rotazione dell'*output* finale. Quando si usa questo strumento, è importante conoscere subito l'esatta rotazione richiesta per un'immagine, in quanto ogni ulteriore applicazione dello strumento di rotazione può degradare il *file* finale a causa dei calcoli di interpolazione necessari che alterano i dati di partenza. La "regola d'oro" in questo caso è: usare il minor numero di volte possibile lo strumento di rotazione.

La funzione di ritaglio del *software* di fotoritocco funziona come un paio di forbici in mano all'operatore del computer. Con questo strumento, un'immagine troppo grande può essere ritagliata in un formato più piccolo. Ad esempio, può capitare che, dopo aver ruotato un'immagine, quest'ultima sembri "storta", con spazi bianchi che spuntano vicino agli angoli. Ebbene, in questo caso si può usare lo strumento di ritaglio per far sì che l'immagine assuma una forma quadrata o rettangolare, dandole un aspetto più ordinato.

Alcuni *software* per il ritaglio delle immagini integrano una funzione per il ricampionamento che può anche includere il ridimensionamento (o *scaling*) in altezza e larghezza. Si effettua un ricampionamento tutte le volte che la quantità di *pixel* in un'immagine cambia, mentre le dimensioni rimangono sempre le stesse

o viceversa. Ci sono due tipi di ricampionamento: il *downsampling* (campionamento verso il basso) e l'*upsampling* (campionamento verso l'alto). Prendere un'immagine con una superficie di 4 pollici quadrati a 72 dpi (*dots per inch*, punti per pollice) e trasformarla in una da 2 pollici quadrati sempre a 72 dpi è un esempio di *downsampling*. Per mantenere la stessa risoluzione in dpi, un po' d'informazione deve essere eliminata dal *file*, il che lo rende fisicamente più piccolo. Che il *downsampling* risulti accettabile o meno dipende dalla destinazione del *file*. Bisogna sempre rispondere alla domanda: ha importanza se alcune informazioni verranno perse? Quando si crea una piccola immagine per utilizzarla come miniatura di una pagina *web*, la risposta è sicuramente no. Al contrario, se si ha intenzione di utilizzare il *file*, insieme con una dozzina di altre immagini, per creare una foto panoramica ad alta risoluzione di un gruppo di macchie solari di grandi dimensioni, la risposta è senz'altro sì. In tal caso è necessario mantenere tutte le informazioni possibili del *file* originale.

Si ha l'*upsampling* nella situazione inversa. Se si prende un'immagine da 2 pollici quadrati a 72 dpi e si crea un nuovo *file* di 4 pollici quadrati a 72 dpi, all'immagine devono essere aggiunti nuovi *pixel* tramite un processo chiamato interpolazione. I nuovi *pixel* vengono creati matematicamente, secondo le caratteristiche dei *pixel* circostanti, quindi non rappresentano dettagli reali. Da un punto di vista scientifico questo è inaccettabile perché il processo di *editing* crea qualcosa dal nulla. Per concludere, la regola è questa: evitare l'*upsampling* di un'immagine e usare il *downsampling* solo se necessario.

La regolazione dell'istogramma

Come già visto in precedenza, l'istogramma di un'immagine fornisce all'*imager* il numero di *pixel* presenti nei vari livelli di luminosità. Le immagini in scala di grigi di buona qualità tendono a includere la gamma completa delle tonalità che un *pixel* può assumere, dal nero al bianco. Al contrario, in un'immagine di scarsa qualità, le tonalità dei *pixel* non occupano tutto il *range* possibile. Il risultato è un'immagine piatta, confusa e piuttosto spenta. Se i *pixel* visualizzati si trovano a una delle due estremità dell'istogramma, cioè occupano per lo più le posizioni corrispondenti al bianco o al nero della scala, si dice che l'istogramma è "troncato". Di solito, una situazione di questo genere si verifica quando un'immagine è sovraesposta o sottoesposta. Per evitarla, basta regolare in modo opportuno il tempo di esposizione, a meno che, naturalmente, la maggior parte dell'immagine, sia realmente costituita da un'unica tonalità bianca o nera.

Più volte è stato detto che i dettagli solari tendono a essere strutture a basso contrasto; quindi gli istogrammi di alcune immagini possono essere simili a ciò che si vede nella Figura 8.13. La finestra di visualizzazione dell'immagine a sinistra mostra una gamma di luminosità di circa 90 livelli di grigi, rivelando una fotosfera piatta e velata. Per migliorare questa condizione, l'istogramma è stato sottoposto a uno *stretching* (stiramento), utilizzando gli indicatori di regolazione dell'omonima funzione fino alla creazione di 250 livelli. L'immagine risultante è mostrata a destra. Ora l'unico ponte di luce nella macchia più in alto è evidente, e le facole che circondano il gruppo sono diventate chiaramente visibili.

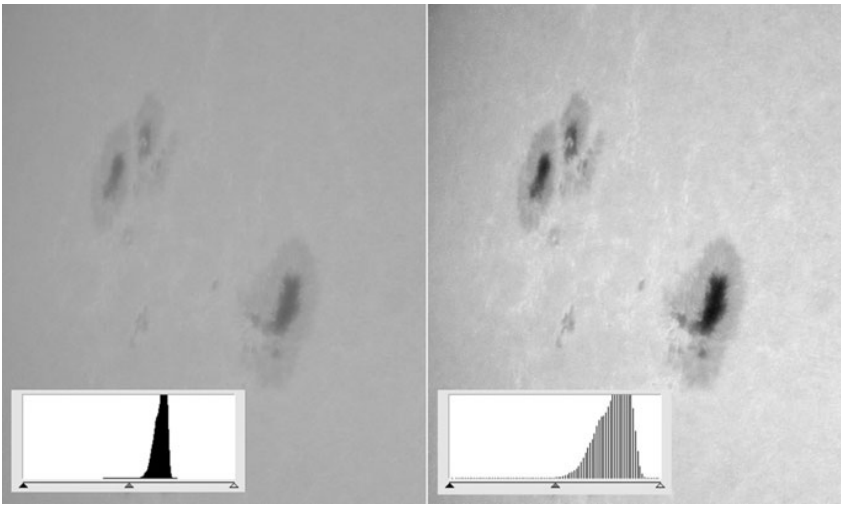

Figura 8.13. *Stretching* dell'istogramma di un'immagine in scala di grigi.

L'istogramma a forma di pettine che risulta dallo *stretching* dell'originale compresso indica che entro la gamma tonale permangono alcune lacune. L'immagine non ha un gradiente continuo: su tutta la gamma di luminosità mancano certi valori di luminosità. Non vi è nulla che l'*imager* possa fare per aggiungere dati mancanti a una singola immagine ma, esteticamente, a patto che i risultati siano gradevoli all'occhio e gli artefatti limitati, si tratta di un risultato accettabile.

I controlli della luminosità e del contrasto possono essere ottimizzati per migliorare l'aspetto complessivo di un'immagine, ma è importante comprendere come queste funzioni agiscano sull'istogramma. La funzione che agisce sulla luminosità influisce equamente o linearmente su tutti i *pixel* dell'immagine. Aumentando la luminosità, tutto l'istogramma si sposta verso il bianco, allontanandosi dalle tonalità più scure. Se si aumenta abbastanza la luminosità, nelle aree luminose dell'immagine si verifica il fenomeno del "troncamento" o della saturazione di cui si diceva sopra, e si perdono i dati delle zone di massima luminosità. La stessa cosa vale se si diminuisce la luminosità dell'immagine, spostando l'istogramma verso il nero. Se lo spostamento è eccessivo, si perdono i dettagli più scuri. E ora vediamo il funzionamento della funzione per il contrasto. Un aumento del contrasto equivale all'estensione dell'istogramma di un'immagine, mentre una diminuzione del contrasto comprime l'istogramma. Se un'immagine è stata corretta per visualizzare una gamma di tonalità completa, ogni ulteriore adeguamento attraverso i controlli del contrasto causerà la perdita dei dati agli estremi bianco e nero dell'istogramma. Nella maggior parte dei casi i controlli di luminosità e contrasto vanno usati con parsimonia; per le correzioni tonali, una funzione che controlli l'istogramma in modo non lineare è la migliore.

Aumentare la nitidezza dell'immagine

La qualità di una foto è una caratteristica soggettiva spesso determinata dalla definizione o dalla nitidezza di un'immagine. Contorni poco nitidi conferiscono alla foto uno scarso realismo. All'inizio di questo capitolo abbiamo accennato all'uso, per chi utilizza la pellicola, di una matita per il ritocco, in grado di rendere meglio definito il confine tra le zone chiare e scure. Un effetto simile può essere ottenuto

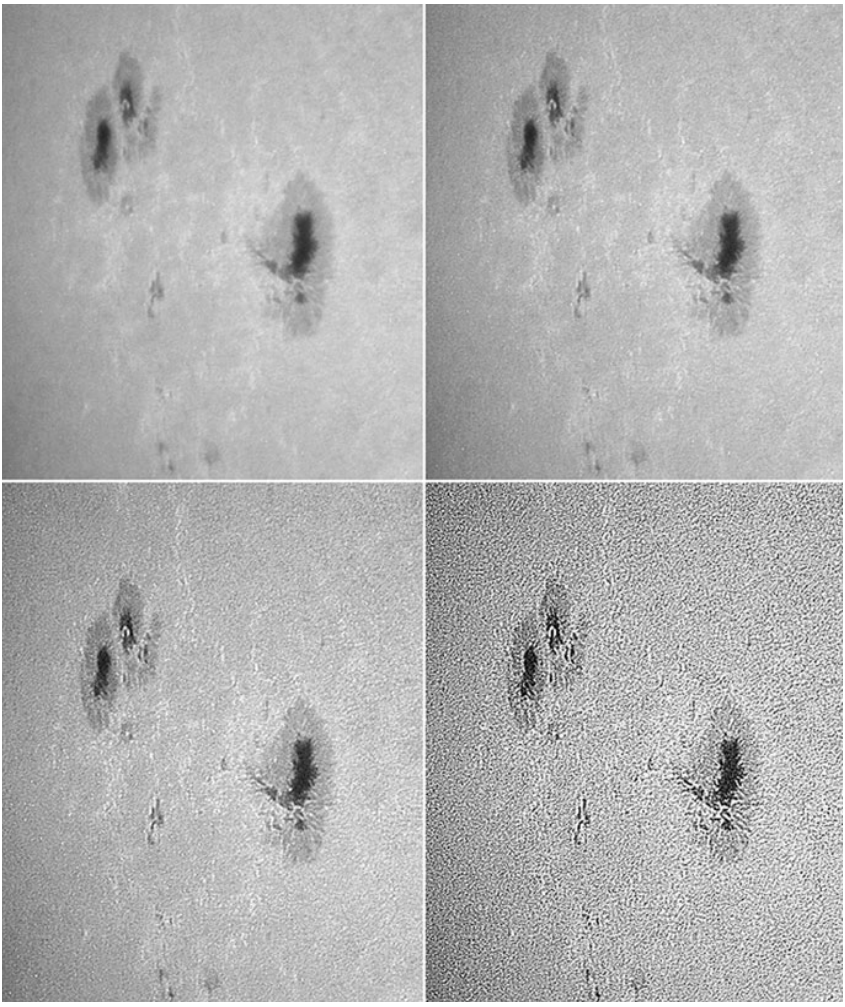

Figura 8.14. I risultati ottenuti con l'utilizzo della funzione di *sharpen*. L'immagine in alto a sinistra è quella originale; alla sua destra si trova un'immagine con un positivo aumento medio della nitidezza, mentre in basso a sinistra si è un po' esagerato. In basso a destra l'elaborazione è stata reiterata oltre misura, col risultato che ora l'immagine mostra notevoli artefatti.

digitalmente con il *software* di *editing* tramite la funzione di aumento della nitidezza (o *sharpen*).

La funzione di *sharpen* non è la panacea per le immagini sfocate. Si tratta di una funzionalità correttiva in grado, ad esempio, di aumentare la nitidezza delle immagini analogiche persa durante la conversione nel formato digitale, o per rimediare alla perdita di nitidezza che si ha quando le immagini sono stampate su supporto cartaceo o quando vengono ricampionate. Indipendentemente da tutto ciò, il più delle volte la funzione di *sharpen* viene utilizzata per aumentare la nitidezza nel caso in cui l'immagine originale sia un po' troppo morbida. Se applicata senza esagerare, la funzione di *sharpen* può essere molto efficace nell'aumentare la visibilità dei dettagli. Quando però si insiste oltre misura, come si può vedere nella Figura 8.14, gli artefatti diventano evidenti, il rumore viene esagerato e l'immagine assume un aspetto surreale. La funzione di aumento della nitidezza crea un maggiore contrasto tra alcuni *pixel* adiacenti, creando quel bordo più marcato e netto che manca all'immagine. Per imparare ad applicare questo filtro bisogna sperimentare con le impostazioni per la nitidezza utilizzando il proprio *software* di fotoritocco. Ogni immagine tollererà l'aumento di nitidezza in modo diverso.

Per ridurre la quantità di rumore dovuta all'aumento di nitidezza, è vantaggioso iniziare il processo di *editing* sommando due o più foto della stessa qualità, riprese il più vicino possibile nel tempo. La somma delle immagini elimina gli *hot pixel*, e inoltre aumenta il contrasto e leggermente il dettaglio. Quando si somma un numero elevato di immagini, la difficoltà maggiore consiste nell'avere foto con una qualità uniforme da un fotogramma all'altro, a causa delle condizioni variabili del *seeing*. A volte, il cielo diurno ha celle di buon *seeing* che coprono solo una piccola porzione del campo di vista complessivo della fotocamera. In queste condizioni, un'immagine conterrà solo alcune aree a fuoco, mentre le altre saranno sfocate. Naturalmente, l'immagine successiva presenterà regioni a fuoco o sfocate diverse dalle prime. Di conseguenza, la somma è più efficace se la serie di immagini è di qualità confrontabile. Questo non vuol dire che, diversamente, la tecnica non sia applicabile; diversi osservatori solari hanno dimostrato gli effetti positivi della somma delle immagini ma, in questo caso, il risultato dipende molto dalle condizioni del *seeing*.

Il salvataggio dei *file*

Una volta che l'immagine sia stata modificata fino ad assumere l'aspetto voluto, il *file* dovrebbe essere salvato in un formato *loss-less*, cioè senza perdita di informazione, come il TIFF. Per completare il processo di *editing* bisogna incorporare nell'immagine i dati tecnici relativi alla ripresa. Per aggiungere queste informazioni si può ampliare il bordo della parte inferiore dell'immagine e, usando un *template* preparato in precedenza, incollarvi direttamente i dati utili. I dati devono includere il numero della regione attiva o l'angolo di posizione se si trova vicino al lembo, data, ora, condizioni del *seeing* e della trasparenza atmosferica, strumentazione utilizzata per acquisire l'immagine e l'identificazione completa dell'osservatore. Infine, bisogna aggiungere al *file* la scala di grigi e l'orientamento. La convenzione per la denominazione del *file* è lasciata all'*imager*; tuttavia, se si

dà al *file* un nome che rifletta la data e il Tempo Universale in cui è stata ottenuta la ripresa ciò è senz'altro utile per l'archiviazione. Ad esempio, un nome del tipo 201008151715.jpg indica che l'immagine è stata ottenuta il 15 agosto del 2010, alle 17h 15m UT. Questo formato permette di ordinare i *file* in senso cronologico crescente semplicemente ordinando per nome. Ai fini dell'archiviazione si può creare una cartella con un nome che rifletta anno/mese/giorno delle immagini memorizzate al proprio interno. Questa cartella può contenere i *file* originali, archiviati nel formato nativo, e i *file* modificati, salvati in un formato *loss-less*. Dal *file* modificato si possono ottenere le copie in formato JPEG per l'*upload* su Internet o l'invio tramite *e-mail*. La memorizzazione delle immagini sul solo disco rigido del computer è un comportamento a rischio. Per evitare perdite di dati dovute alla rottura dell'*hard disk*, è meglio prendere l'abitudine di creare copie di *backup* di tutte le immagini su un dispositivo di memorizzazione esterna, come può essere un DVD, un CD o un'unità *flash*.

Lavorare con i canali

La vasta gamma di luminosità di alcuni dettagli monocromatici come, ad esempio, un filamento sul disco che diventa una protuberanza al bordo, richiede due impostazioni diverse per l'esposizione. Tuttavia, per l'*imager* H-alfa la cui fotocamera produca un *file* RGB, esiste una tecnica interessante che permette di catturare, in una singola esposizione, sia i dettagli luminosi sul disco sia le deboli protuberanze al bordo.

All'inizio di questo capitolo abbiamo accennato alla Maschera di Bayer e a come un sensore digitale utilizzi i filtri rosso, verde e blu disposti in una matrice per creare un'immagine a colori. Poiché la luce H-alfa è un rosso puro, senza nessuna trasmissione di colore fuori banda, ci si aspetterebbe che una macchina fotografica digitale RGB registri la radiazione H-alfa nel solo canale rosso. Molte volte però questo non succede a causa di un difetto del sensore digitale della camera, noto come "dispersione", per cui la luce di un canale (in questo caso il rosso) si riversa anche sui *pixel* vicini e crea un'immagine a falsi colori.

Supponiamo di aprire l'immagine di una protuberanza, ripresa con un filtro H-alfa a banda stretta, con un *software* per il fotoritocco in grado di mostrare tutti e tre i canali. Se la camera soffre di dispersione si vedrà un'immagine solare in ogni canale RGB. La differenza tra queste immagini consiste nella sovra o sottoesposizione e nella visibilità dei dettagli. A seconda dell'esposizione, un canale (ad esempio il rosso) probabilmente risulterà sovraesposto e sbiadito, tranne che per le protuberanze al bordo che possono mostrare il massimo dettaglio. Un altro canale (il verde o il blu) può contenere una quantità impressionante di dettagli sul disco, ma senza protuberanze visibili al bordo. Il terzo canale restante sarà probabilmente sottoesposto. Per sfruttare a proprio vantaggio questo effetto, il fotografo dovrà trovare un tempo di esposizione in grado di registrare, contemporaneamente, le protuberanze e i dettagli sul disco in due canali differenti.

A causa delle condizioni variabili del cielo, la normale *routine* osservativa consiste nell'effettuare un gran numero di scatti in modo da avere una sequenza di immagini con diverse regolazioni e, in fase di *editing*, selezionare l'immagine

migliore del lotto ottenuto. Sicuramente, almeno alcune di queste esposizioni soddisferanno i criteri di cui sopra. L'esperienza potrà servire in futuro come guida per trovare subito l'esposizione vicina a quella ideale, in modo tale da diminuire la lunghezza della sequenza di scatti. Considerato che il canale verde è quello che utilizza il maggior numero di *pixel* del sensore, dovrebbe essere il migliore dei tre per la ripresa dei dettagli del disco.

Dopo aver selezionato il *file* RGB con cui lavorare, con il *software* di *editing* si dividono i canali in tre *file* separati in scala di grigi. A questo punto bisogna salvare il canale dei dettagli del disco e quello delle protuberanze in *file* separati aventi un formato *loss-less* e chiudere l'immagine RGB originale. Ora, utilizzando le funzioni di *editing* del *software* di fotoritocco, si possono aumentare i dettagli del canale delle protuberanze e quelli del canale del disco. In questa fase non bisogna ridimensionare le immagini o fare un ricampionamento dei *pixel*. Dopo aver fatto le modifiche, questi *file* possono essere salvati nel formato *loss-less* e composti insieme, in modo tale da avere l'immagine con i dettagli del disco incollata sopra l'immagine sovraesposta del disco ma contenente le protuberanze. Il risultato di tutta questa sequenza di operazioni sarà un'immagine in scala di grigi che mostra, contemporaneamente, i dettagli solari oscuri e luminosi. A questo punto, per fini puramente estetici, molti fotografi colorano l'immagine che, se necessario, potrà essere ingrandita o ridotta.

Colorare le immagini

Giunti a questo punto, è evidente che le fotografie del Sole vengono fatte usando un formato in scala di grigi. Tuttavia, viviamo in un mondo colorato e le immagini in bianco e nero ci riportano a un tempo romantico, anteriore al ventunesimo secolo. Dal punto di vista scientifico, un'immagine in bianco e nero è perfettamente accettabile in quanto fornisce tutte le grandezze fisiche che è possibile misurare. Però, quando si cerca di rendere più popolare e interessante il Sole, o si vuole condividere una determinata esperienza solare con gli amici, un po' di colore non guasta.

Di solito, i *software* di fotoritocco contengono una funzione che consente la creazione di un'immagine colorata artificialmente. I programmi disponibili lavorano in modo un po' diverso l'uno dall'altro, ma il risultato finale è fondamentalmente lo stesso. Per quanto mi riguarda, il *software* preferito per colorare un'immagine è *Adobe Photoshop*. Lo scopo principale di tutti i programmi di colorazione è di aprire e convertire il *file* in scala di grigi in uno che sia RGB. In *Photoshop* ci sono diversi percorsi per aggiungere colore a un'immagine. Di solito, seleziono la funzione Tonalità/Saturazione e, sperimentando con i cursori, cerco di trovare una combinazione accattivante. È bene evitare le funzioni che regolano la luminosità dell'immagine in quanto, a causa dello spostamento in blocco dell'istogramma verso le tonalità più chiare o quelle più scure, si può avere una perdita del dettaglio. Quando si colora un'immagine è importante non eccedere nell'elaborazione, altrimenti anche le zone scure possono assumere una dominante cromatica a causa del colore aggiunto. A volte si può colorare un'immagine utilizzando la modalità a due tonalità, che consente il controllo critico

delle curve (istogramma) di ciascun canale colorato, in modo tale da poter realizzare ulteriori sfumature nell'immagine finale. Quando si raggiunge l'effetto desiderato nelle due tonalità, l'immagine viene convertita in RGB e salvata in un formato *loss-less*. Non vi è niente che possa essere giusto o sbagliato durante l'aggiunta del colore alle immagini: è un processo puramente soggettivo e quello che realmente conta è che il risultato finale soddisfi il senso estetico dell'osservatore.

La creazione di immagini con le isofote

Nel Capitolo 5 è stata delineata una tecnica di esplorazione dell'ombra delle macchie solari e della regione circostante attraverso la costruzione di quella che viene chiamata *mappa di contorno con le isofote*. Un'isofota è una curva, in scala di grigi o a colori, che delinea le zone dell'immagine che hanno livelli di intensità (o luminosità) simili. L'ombra di una macchia solare non è il corpo uniformemente scuro che appare all'occhio: contiene invece regioni o punti di intenso campo magnetico che soffoca i moti convettivi in misura maggiore rispetto alle regioni circostanti. È difficile scorgere visualmente questa gradazione fine delle intensità all'interno di un'ombra, ma la si può fotografare agevolmente quando le condizioni del *seeing* collaborano. Sfruttando la potenza del *software* di fotoritocco e delle riprese digitali è possibile mappare queste regioni. Attraverso lo stesso processo di elaborazione, si può aumentare anche la visibilità di altre sfuggenti caratteristiche in luce bianca, come l'anello luminoso interno ed esterno, oppure deboli ponti di luce.

Sicuramente, un'immagine dettagliata dell'ombra è la più adatta per lo studio del nucleo della macchia, ma anche una ripresa normale delle macchie solari può produrre risultati interessanti. Per distinguere tra i livelli di intensità di un'immagine, il *software* di *editing* deve essere in grado di isolare i *pixel* aventi valori uguali d'intensità, o simili. Non tutti i programmi hanno una funzione che possa svolgere questo compito. Per la creazione di una mappa con le isofote si può usare un ottimo *software freeware* disponibile *on-line*, sia per la piattaforma Macintosh sia per quella Windows, all'indirizzo *web*: **http://rsb.info.nih.gov/nih-image/**. Per i computer Macintosh questo *software* è chiamato *NIH-Image*; un osservatore dotato di un PC con Windows deve invece scaricare il *software ImageJ*. Sempre sullo stesso sito è disponibile, gratuitamente, una vasta selezione di esempi e materiale didattico (Figura 8.15).

Una delle funzioni del programma *NIH-Image* permette all'utente di delimitare un certo *range* di intensità luminosa nell'immagine: in un certo senso, è possibile selezionare una "fetta" di intensità luminose. Per determinare i limiti superiore e inferiore delle intensità e la loro posizione all'interno dei 256 livelli di grigio si può attivare lo strumento "LUT" (Lookup Table, o Tavola Colore). Una volta attivata questa funzione, tutti i *pixel* all'interno del *range* di intensità scelto appaiono evidenziati in rosso, mentre i *pixel* dello sfondo rimangono invariati. Per la visualizzazione sullo schermo, si può partire usando una fetta con uno spessore medio di circa 15-20 livelli all'interno dei 256 livelli di intensità possibili. A mano a mano che si regola il *range* dei livelli di intensità scelti bisogna salvare l'imma-

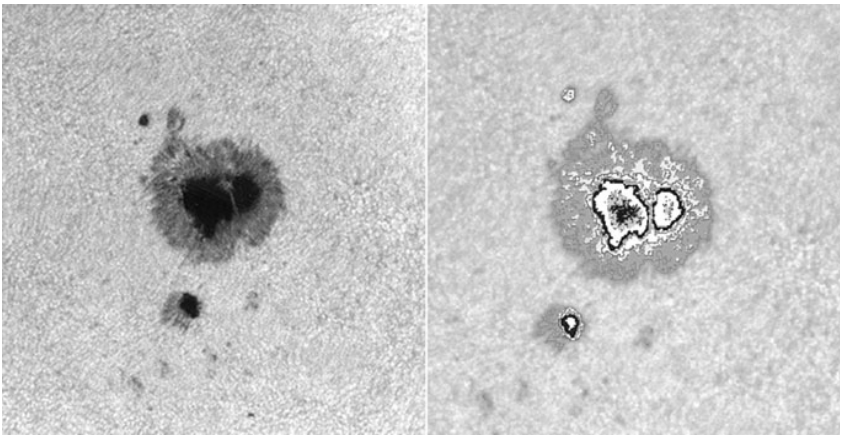

Figura 8.15. L'immagine a destra è una mappa di contorno con le isofote creata utilizzando il *software NIH-Image*, disponibile sul sito **http://rsb.info.nih.gov/nih-image/**, su un computer Macintosh G3. In questa mappa, il debole ponte di luce che separa le due parti interne dell'ombra è chiaramente visibile, e così pure il *core*, cioè il punto di maggiore densità, nella porzione di sinistra dell'ombra.

gine mostrata sullo schermo. Questa serie di schermate può essere successivamente importata in un *software* di animazione per produrre una *clip* video in grado di mostrare il flusso della variazione continua di intensità all'interno di una macchia solare. Questo flusso riflette la luminosità della macchia solare e quindi le variazioni della temperatura. Tuttavia, per creare una singola mappa con le isofote, bisogna combinare o sovrapporre insieme le singole schermate in modo tale da ottenere una mappa in grado di mostrare contemporaneamente tutte le zone di uguale intensità luminosa. A questo scopo si possono utilizzare le funzioni di copia e incolla di *Photoshop*. Uno dei risultati più interessanti di questo tipo di lavoro è la dimostrazione dell'esistenza di un nucleo (*core*) all'interno dell'ombra di una macchia. In genere, il *core* ha solo pochi secondi d'arco di diametro, con una temperatura fino a 500 °C più bassa di quella dell'ombra circostante.

Per l'analisi delle strutture elusive presenti nelle macchie solari, che normalmente vengono trascurate, le isofote sono uno strumento molto potente. Inoltre, la disponibilità dei computer casalinghi e dei *software freeware online* permette all'osservatore solare di sfruttare questa tecnica senza ostacoli economici. Con l'utilizzo di questa metodologia di indagine, si può acquisire facilmente una maggiore comprensione del funzionamento del Sole e dei relativi fenomeni.

La ripresa dei video

Probabilmente una delle attività più eccitanti per un *imager* è la creazione di un'animazione, o di un video, in grado di mostrare in breve tempo le variazioni della

morfologia solare. Un video può essere concepito in modo tale da accelerare l'evoluzione delle strutture solari, in alcuni casi di diverse centinaia di volte, dando così allo spettatore un quadro più chiaro di quanto sta succedendo sul Sole. Per la creazione del video l'osservatore deve semplicemente assemblare cronologicamente le singole immagini catturate durante un evento solare.

Un possibile soggetto per questo tipo di ripresa è la nascita di un nuovo gruppo di macchie solari, in modo da documentare la nascita di una regione attiva sul lembo orientale del Sole, e la sua evoluzione nel corso delle due settimane successive, durante l'attraversamento del disco solare. Altri soggetti potrebbero essere l'aumento improvviso di luminosità e il lento declino di un *flare* in luce bianca o in H-alfa e, naturalmente, le protuberanze spettacolari come quelle a rapida evoluzione.

Per avere successo in una di queste riprese, sono necessarie tre cose: un'attenta pianificazione, l'impegno e un po' di fortuna.

Per una buona pianificazione bisogna aver già esperienza con l'*imaging*. Vale a dire, quando si riprendono immagini per un video non fare esperimenti con le impostazioni dei tempi di esposizione, con nuovi filtri e così via. Si dovrebbe già avere sufficiente esperienza con le attrezzature in uso in modo tale da essere in grado di predire con certezza quale sarà il risultato di un certo *setup*. Quando si pianifica la ripresa di una serie di immagini per la creazione di un video, la prima cosa da fare è sviluppare una cronologia degli istanti in cui si devono "catturare" le immagini. Per un evento come una protuberanza eruttiva, può essere necessario riprendere un certo numero di fotogrammi per ogni istante della cronologia: in questo modo si può sperare di catturare alcuni momenti di buon *seeing*. In questo tipo di riprese è consigliabile avere a disposizione un orologio, così da sapere con certezza quando è il momento di riprendere l'immagine successiva. Per evitare di fare confusione, a mano a mano che l'evento progredisce è bene spuntare sulla cronologia ogni sessione di *imaging* che viene completata. La ripresa sequenziale di un evento transitorio inaspettato potrà essere programmata direttamente al telescopio, ma un evento di lunga durata può essere pensato, con comodo, in anticipo.

Per la verità, nella produzione di video spettacolari dell'attività solare, è importante essere nel posto giusto al momento giusto. Diversamente dall'astronomo professionista, che può dedicare un'intera giornata a un determinato progetto di osservazione solare, in genere i dilettanti devono accontentarsi del tempo libero che hanno a disposizione, a volte confinato al solo fine settimana. In ogni caso, per la realizzazione di progetti di lunga o breve durata, è necessaria la collaborazione del tempo meteorologico. Nulla è più frustrante dell'arrivo delle nubi mentre un *flare* sta per raggiungere il massimo dell'emissione e l'osservatore è intento alla ripresa delle immagini per realizzare un video dell'evento. In questo campo il successo dipende sempre da un po' di fortuna.

Di norma, la realizzazione di questi progetti richiede un impegno di tempo che può andare da 30 minuti a diverse settimane. *Flare* ed eruzioni di protuberanze sono eventi di durata relativamente breve, in cui le immagini possono essere riprese ogni 15-60 s. Si tratta di strutture a rapida evoluzione la cui durata, di solito, può andare da 30 minuti a diverse ore. Tuttavia, un evento di lunga durata, come un gruppo di macchie che si sposta attraverso il disco solare, può essere facilmente mostrato in un video fatto con la ripresa di solo un paio di immagini al

giorno, per un periodo di circa due settimane. Per ottenere un video fluido, con pochi "scatti", è richiesto un certo impegno perché bisogna collezionare immagini ravvicinate ed equidistanti per tutta la durata dell'evento. Buchi o lacune derivanti dalla mancanza di immagini danno luogo a un video finale poco fluido e fastidioso da guardare.

A seconda della durata dell'evento e di quanto debba essere fluido il video che si desidera produrre, può essere necessario utilizzare da una decina a diverse centinaia di immagini, e ciascuna dovrà essere trattata come una normale ripresa. Nella fase di *editing*, la parte che richiede più tempo sarà la selezione delle immagini da includere nel video. Va ricordato che, in ogni istante della cronologia adottata, bisogna riprendere diverse foto, in modo tale da catturare gli istanti di *seeing* migliore. Naturalmente, i fotogrammi da inserire nel video saranno quelli meno degradati dal *seeing*. Quanto maggiore è il numero di *pixel* di ogni fotogramma, tanto maggiore sarà la dimensione del video finale. Per questo motivo bisogna considerare l'utilizzo che verrà fatto del video. Se si ha intenzione di inviarlo via *e-mail*, un *file* di 2 o 3 megabyte potrebbe essere la dimensione massima consentita: quindi, bisogna operare di conseguenza. In questo caso, può essere necessario tagliare una parte delle immagini o ricampionare ogni immagine a una risoluzione più bassa. Se possibile, ogni immagine finale scelta per il video dovrebbe essere nella stessa scala, risoluzione, orientamento e qualità di tutte le altre. I nomi delle immagini dovrebbero seguire una sequenza numerica, in modo tale che, quando vengono importate nel *software* di animazione, venga mantenuto il corretto ordinamento temporale. Sono molti i *software* in grado di costruire un'animazione a partire da una sequenza di immagini. Ad esempio, il *software Imageready*, che viene fornito in *bundle* con *Adobe Photoshop*, è ottimo per i progetti video. Un po' di sperimentazione da parte dell'osservatore permetterà di determinare la durata ideale per il video e l'ammontare della dissolvenza tra i fotogrammi, necessaria per ottenere la miglior compressione temporale.

Un ultimo suggerimento: è bene creare una pagina con il titolo all'inizio del video, in modo tale che resti visibile per alcuni secondi prima che inizi la visione. Il titolo dovrebbe informare lo spettatore su ciò che vedrà e su come è stato ottenuto il video. Si tratta di un tocco di eleganza che, integrando direttamente i dati osservativi, facilita l'archiviazione del video stesso.

9 Lavorare in gruppo

L'astronomia solare è un'esperienza molto gratificante per il singolo astrofilo che la pratica con passione; lo è ancora di più quando è un'esperienza condivisa con altri astrofili. Probabilmente, uno dei momenti che ricordo con più piacere nella mia lunga carriera di osservatore solare è stato quello in cui mi sono trovato con il telescopio in mezzo a una folla di curiosi a cui spiegavo cosa avrebbero osservato da lì a poco, mentre mi preparavo a puntare un grosso *flare* sul disco o una protuberanza ad anello al lembo.

Se, coltivando il nostro *hobby*, soffriamo un poco della nostra condizione di "lupi solitari", possiamo andare alla ricerca di altri appassionati contattando un club o un gruppo astrofilo locale. Ce ne sono in tutte le città. Gli astrofili saranno sicuramente contenti dell'arrivo di nuovi soci fra i propri ranghi. Lì troverete senz'altro qualche persona con un interesse specifico per l'astronomia solare: a questo punto, voi e i vostri amici potrete diventare una risorsa di conoscenze e potrete introdurre all'osservazione solare il resto dei membri del club. Nelle manifestazioni pubbliche che si svolgono di giorno il gruppo conterà sulla vostra esperienza per intrattenere il pubblico. Così, potrete dire addio alla vostra precedente vita da lupo solitario: l'appartenenza a un gruppo astrofili locale può durare anche tutta una vita.

Ci sono diverse associazioni, nazionali e internazionali, con sezioni dedicate all'osservazione solare che operano da centro di coordinamento per le osservazioni solari amatoriali. Grazie alla tecnologia moderna, le comunicazioni tra i membri di un gruppo nazionale avvengono comodamente via *e-mail*. Alcune associazioni mantengono *forum* su Internet, in cui i soci possono porre domande, dare risposte, contribuire alla discussione su argomenti specifici. Lo scopo principale di alcuni dei gruppi maggiori è fungere da archivio per le osservazioni solari dei non professionisti, facilitando l'accesso ai dati agli astronomi professionisti. Per esempio, ogni mese la Sezione Solare dell'Association of Lunar and Planetary Observers (ALPO) riceve e archivia decine e decine di immagini del Sole scattate in ogni parte del mondo, sia in luce bianca sia monocromatiche. Tutte queste osservazioni sono disponibili *on-line* tramite il sito *web* del gruppo. La Divisione Solare dell'American Association of Variable Star Observers (AAVSO) mette sotto forma di tabulati mensili i dati statistici giornalieri sul numero delle macchie solari, raccolti da osservatori di tutto il mondo. Anche la Sezione Solare della British Astronomical Association (BAA) raccoglie le osservazioni solari fatte dagli astronomi non-professionisti europei. In Italia, un compito analogo è svolto dalla Sezione Sole dell'Unione Astrofili Italiani e dal GruppoSole – Ricerche Solari Italia (GsRSI). Tutti questi gruppi coordinano le attività amatoriali al fine di promuovere l'astronomia, educare il pubblico e fornire dati ai ricercatori interessati, sia dilettanti sia professionisti. Quando si fa parte di uno di questi gruppi, si può effettivamente contribuire alla conoscenza scientifica del nostro Sole. Se

per voi l'osservazione solare è diventata una cosa seria, rivolgetevi a una di queste associazioni e diventatene un membro attivo.

Molti osservatori solari indipendenti mantengono un loro sito *web* personale. Di solito, questi siti contengono informazioni sulle attrezzature che un osservatore ha a disposizione, sulle tecniche impiegate e, spesso, una galleria di immagini.

Per progettare un sito *web* basta l'uso di un *software* per il *web-building* e l'affitto di uno spazio *on-line* da un *server host* o direttamente dal proprio *provider* di servizi Internet. Quando si costruisce una pagina *web*, per prima cosa bisogna fissarne lo scopo. La pagina serve per educare coloro che la visitano su un aspetto particolare dell'astronomia solare, o ci si vuole focalizzare esclusivamente sui dettagli del nostro *hobby*? Qualunque sia l'obbiettivo, tenetelo bene in mente quando progettate il vostro sito *web*. Un sito va mantenuto continuamente aggiornato. Non c'è niente di più negativo per il visitatore che scoprire che l'ultimo aggiornamento risale a diversi anni fa. È come dire che il vostro *hobby* è un'attività ripetitiva (e perciò noiosa), tant'è vero che non ci sono notizie nuove da comunicare. Le informazioni contenute possono comunque essere interessanti, ma appaiono come qualcosa di statico e immutabile. Al contrario, se nelle pagine vengono continuamente aggiunti dati nuovi e interessanti, potete star certi che i navigatori torneranno spesso a far visita al vostro sito.

Appendice A
Glossario dei termini relativi al Sole

Anello esterno luminoso. L'insieme dei granuli più luminosi che circondano il bordo esterno di una macchia solare oltre la penombra.

Anello luminoso interno. Regione più luminosa all'interno della penombra, che si trova tra l'ombra e la penombra, in una zona dove i filamenti della penombra hanno l'aspetto di estensioni dell'ombra.

Angolo di campo. L'angolo formato dai raggi di luce che entrano nell'obbiettivo di un telescopio. Un esempio di angolo di campo sono le dimensioni angolari apparenti del Sole in cielo.

Angolo di posizione (A.P.). L'angolo, misurato in gradi da nord verso est, fra la direzione del nord solare e la posizione delle protuberanze o di altre strutture lungo il bordo solare. Le direzioni cardinali sono N = 0°, E = 90°, S = 180° e O = 270°.

Angolo strumentale. L'angolo formato dai raggi di luce che convergono nel fuoco di un telescopio.

Angstrom. Unità di misura della lunghezza d'onda della radiazione, pari a 0,1 nm, un decimilionesimo di millimetro.

Aurora polare. Gas luminescente dell'atmosfera superiore terrestre. Il gas è eccitato dalle particelle del vento solare che penetrano all'interno del campo magnetico terrestre in prossimità dei poli.

Banda larga. Termine usato per indicare un filtro in grado di trasmettere un ampio intervallo di lunghezze d'onda (cioè 100 Å o più).

Banda passante. Misura dell'intervallo di frequenze che un filtro ottico lascia passare. Di solito, la frequenza più bassa e quella più alta dell'intervallo sono misurate nei punti estremi dell'ampiezza a mezza altezza.

B_0. Parametro per il calcolo delle coordinate eliografiche delle macchie, che rappresenta la latitudine al centro del disco solare.

Bomba di Ellerman. Piccola struttura luminosa visibile nelle ali della riga H-alfa, in particolare attorno a una macchia solare. La struttura è circolare con un diametro inferiore a 5 secondi d'arco e ha una durata che può andare da pochi minuti a diverse ore (in rari casi).

Calcio-K. La linea spettrale situata alla lunghezza d'onda di 393,3 nm.

Celostata. Un sistema a due specchi in grado di riflettere un'immagine statica del Sole in un telescopio. Vedi anche **eliostato**.

Ciclo magnetico. Il ritorno della polarità magnetica delle macchie solari, che si trovano in un certo emisfero, alla polarità che avevano prima del nuovo ciclo solare. Ha un periodo di circa 22 anni.

Ciclo protone-protone. Il processo di fusione nucleare, sperimentato da una stella di massa pari o inferiore a quella del Sole, che converte l'idrogeno in elio.

Ciclo solare. L'andamento, con una durata approssimativa di 11 anni, dell'attività solare.

Classificazione di McIntosh. Sistema di classificazione a tre cifre delle macchie solari osservate in luce bianca, messo a punto per la previsione dei *flare*.

Classificazione di Menzel-Evans. Un sistema di classificazione delle protuberanze basato sul fatto che una protuberanza sia crescente o decrescente nella cromosfera, sia correlata o meno con le macchie solari nelle vicinanze, nonché sull'aspetto generale della protuberanza.

Condizioni del *seeing*. La qualità della stabilità dell'atmosfera frapposta tra un osservatore e ciò che sta osservando.

Cono di occultazione. Cono metallico, lucidato otticamente, utilizzato per bloccare la luce del disco solare in un telescopio concepito per l'osservazione delle protuberanze.

Continuo solare. La radiazione emessa dalla fotosfera in un'ampia banda della radiazione visibile. L'osservazione nel continuo è analoga all'osservazione in luce bianca.

Contrazione di Helmholtz. Il processo di trasformazione dell'energia gravitazionale in calore. Nelle protostelle la contrazione di Helmholtz fornisce l'energia sufficiente per avviare le reazioni di fusione nucleare.

Coordinate eliografiche. Il sistema di latitudini e longitudini misurate sul disco solare.

***Core* (di una macchia solare).** L'area all'interno dell'ombra di una macchia solare dove si ha la massima intensità del campo magnetico.

***Core* (del Sole).** La regione centrale del Sole che emette energia grazie al processo di fusione dell'idrogeno in elio.

Corona polare. La comparsa di più filamenti ad alta latitudine che si uniscono in direzione est-ovest fino a formare una lunga struttura di materiale filamentoso.

Corona. L'atmosfera esterna del Sole, oltre la cromosfera.

Coronografo. Uno strumento progettato per permettere l'osservazione della corona solare.

Cromosfera. Lo strato di atmosfera solare posto al di sopra della fotosfera ma al di sotto della corona.

Deriva delle macchie solari. Il passaggio, da est verso ovest, di una macchia solare o di un gruppo di macchie solari, che si osserva nel campo dell'oculare di un telescopio con l'inseguimento orario spento, dovuto alla rotazione della Terra.

Diagramma a farfalla. Il grafico raffigurante la latitudine delle macchie solari emergenti in funzione del tempo di progressione di un ciclo solare.

Disco di Stonyhurst. Griglia di coordinate che mostra le linee della latitudine e della longitudine eliografica relative a un determinato valore di B_0.

Doppio *stack*. Un metodo per ridurre la larghezza di banda di un etalon con l'aggiunta di un secondo etalon.

Doppler shift (spostamento Doppler). Lo spostamento, verso il blu o verso il rosso, della lunghezza d'onda delle righe spettrali a causa dell'avvicinamento o dell'allontanamento dall'osservatore della sorgente che emette lo spettro.

Effemeridi solari. Le tabelle che vengono pubblicate annualmente contenenti l'elenco quotidiano dei fattori di orientamento del Sole: P_0, B_0 e L_0.

Effetto Wilson. L'apparente concavità mostrata da una macchia solare di forma simmetrica quanto si trova vicina al bordo solare.

Eiezione di massa coronale (Coronal Mass Ejection, CME). L'eruzione di una grande nube di particelle, principalmente elettroni e protoni, dal Sole verso lo spazio esterno.

Eliosismologia. Lo studio delle onde sonore a bassa frequenza che si originano nel Sole.

Eliostato. Un sistema ottico, a specchio singolo o multiplo, che riflette l'immagine del Sole verso uno strumento ottico.

Errore del fronte d'onda. Distorsione o aberrazione dei raggi di luce incidenti causata da fattori che possono andare dal cattivo *seeing* alla scarsa qualità delle ottiche.

Etalon. Filtro ottico che funziona in base all'interferenza dei raggi di luce, riflessi e trasmessi da una coppia di lastre piane e parallele, riflettenti.

Facola. Struttura luminosa, simile a una nube o a un reticolo di nubi, che circonda o è vicina a una macchia solare.

Facole polari. Piccole facole che si formano in regioni ad alta latitudine, al di fuori della zona delle macchie solari.

Fase di *flash*. Il periodo di rapido aumento della luminosità che si ha in un *flare* solare.

Fibrilla. Piccola struttura scura che segue una linea del campo magnetico; a volte è collegata a una protuberanza sul disco solare. La fibrilla è analoga a un *mottle*, più lungo di pochi secondi d'arco.

Filamenti della penombra. Strutture filiformi, scure e sottili, che si irradiano dall'ombra di una macchia solare.

Filamento. Se si osserva in luce monocromatica, un filamento è una protuberanza proiettata sul disco del Sole. Se si osserva in luce bianca è una struttura che si irradia dall'ombra di una macchia solare come una serie di sottili linee scure.

Filigrana. Piccoli, ma luminosi, tubi di flusso che emergono attraverso la superficie solare con un diametro di circa 150 km.

Filtro a caricamento frontale. Filtro monocromatico a banda stretta che si inserisce davanti all'obbiettivo di un telescopio.

Filtro a posizionamento posteriore. Filtro monocromatico a banda stretta che si collega in prossimità del fuoco di un telescopio.

Filtro di Lyot. Filtro monocromatico che, sfruttando il fenomeno della birifrangenza, ha una trasmissione a banda stretta.

Filtro di reiezione (Energy Rejection Filter, ERF). Si tratta di un pre-filtro posto davanti all'obbiettivo di un telescopio allo scopo di assorbire o riflettere la radiazione UV/IR e ridurre il carico termico sul filtro di interferenza che si trova a valle.

Filtro fuori asse. Si tratta di un filtro con un diametro inferiore a quello del telescopio, montato eccentricamente davanti all'obbiettivo, cioè a lato dell'asse ottico dello strumento, al fine di evitare che i componenti ottici interni (specchio secondario, sostegni meccanici ecc.) intercettino il fascio di luce in entrata.

Filtro interferenziale. Un dispositivo ottico caratterizzato da diversi strati di rivestimento depositati per evaporazione su un supporto, le cui caratteristiche di trasmissione spettrale sono il risultato dell'interferenza della luce, invece che dell'assorbimento.

Filtro obbiettivo a tutta apertura. Filtro solare in luce bianca che si monta davanti all'obbiettivo di un telescopio.

***Flare* in luce bianca (White Light Flare, WLF).** Un brillamento solare di intensità tale che la sua luce sovrasta quella del continuo solare e diventa visibile anche senza l'utilizzo di un filtro monocromatico.

***Flare* solare.** Il rapido rilascio di energia che si è accumulata nel campo magnetico di una regione attiva.

Forno. Un dispositivo riscaldato, controllabile elettricamente, utilizzato per regolare la temperatura operativa di un filtro monocromatico a banda stretta.

Fotone. La particella fondamentale della radiazione elettromagnetica.

Fotosfera. Lo strato più basso dell'atmosfera del Sole. In questa regione si trovano le macchie solari, la granulazione e le facole.

Frequenza giornaliera media (Mean Daily Frequency, MDF). Indice dell'attività solare determinato dal numero di regioni solari attive visibili in un mese.

G-band. La posizione di numerose linee spettrali, in emissione durante un *flare*, a circa 430 nm.

Grani di penombra. Regioni luminose che si trovano tra i filamenti della penombra.

Granulazione. La struttura, formata da innumerevoli granuli, che caratterizza tutta la fotosfera del Sole. Vedi **granulo**.

Granulo. La parte superiore di una colonna ascendente di gas, proveniente dalle profondità della zona convettiva del Sole.

Gruppo di macchie solari. Un insieme di macchie solari.

H-alfa. La riga spettrale caratterizzata dalla lunghezza d'onda di 656,3 nm.

Idrogeno. L'elemento più abbondante nel Sole e nell'Universo, costituito da un protone e da un elettrone che gli orbita attorno.

Infrarosso (IR). La radiazione elettromagnetica avente una lunghezza d'onda compresa tra circa 700 nm e 1 mm.

Ione. Atomo a cui manca uno o più elettroni.

Kelvin. Unità di misura della temperatura. Lo zero Kelvin corrisponde a –273,15 °C ed è noto come zero assoluto.

Larghezza a mezza altezza (Full Width Half Maximum, FWHM). La larghezza della banda passante, misurata in nanometri o in angstrom, a metà del picco di massima trasmissione.

Legge di Wien. Si tratta di una legge fisica valida per i corpi che emettono radiazione elettromagnetica come un corpo nero o simile (come le stelle): il prodotto della lunghezza d'onda del colore dominante per la temperatura è uguale a una costante.

Leggi della spettroscopia di Kirchhoff. Leggi che prevedono che: (1) un corpo denso e caldo emette radiazioni producendo uno spettro continuo, senza righe spettrali. (2) se si osserva uno spettro continuo attraverso uno strato di gas freddo e trasparente, si osservano linee scure, chiamate *righe di assorbimento*. (3) un gas caldo e trasparente, osservato su uno sfondo scuro, emette righe luminose che si chiamano *righe di emissione*.

Lente telecentrica. Un sistema di lenti supplementari destinato a trasformare il fascio di luce convergente di un telescopio in un fascio a incidenza normale.

Linea neutra. La zona di una regione attiva in cui il campo magnetico inverte la polarità.

L_0. Parametro utilizzato per il calcolo delle coordinate eliografiche dei dettagli solari; rappresenta la longitudine eliografica del meridiano centrale del Sole. L_0 vale 0° all'inizio di una nuova rotazione solare.

Luce bianca. La combinazione di tutte le lunghezze d'onda presenti nello spettro visibile.

Lunghezza d'onda centrale (Center WaveLength, CWL). La lunghezza d'onda che si trova nel punto medio della larghezza a mezza altezza della banda di trasmissione di un filtro.

Lunghezza d'onda. La distanza tra due massimi consecutivi dell'onda di un fascio di radiazioni elettromagnetiche.

Macchia d'ombra. Poro diventato più grande e scuro rispetto ad altri pori. Questa struttura è scura come l'ombra di una tipica macchia solare.

Macchia solare. Una regione scura, presente sulla fotosfera, che deriva dalla inibizione della convezione ad opera dei campi magnetici presenti all'interno della regione stessa.

Macchie solari bipolari. Due macchie d'ombra o due macchie solari che hanno una polarità magnetica positiva e negativa poste a una distanza minima di 3° eliografici.

Macchie solari unipolari. Una singola concentrazione di macchie solari o di macchie d'ombra all'interno di un'area con un'estensione inferiore a 3° eliografici.

Magnetosfera. Zona dello spazio circumterrestre dominata dal campo magnetico della Terra.

Magnitudine. Misura logaritmica della luminosità di un corpo celeste.

Mappa di contorno con le isofote. Un'immagine, creata tramite un'elaborazione grafica, che mostra il numero di livelli con la stessa intensità luminosa all'interno di una foto.

Massimo solare. Il picco di attività solare durante il ciclo solare di 11 anni.

Meridiano centrale (Central Meridian, CM). Segmento immaginario che va dal polo nord al polo sud del disco solare.

Meteorologia spaziale. Lo studio dello stato dello spazio in prossimità della Terra e di come esso venga influenzato dal rilascio di energia e di particelle da parte del Sole.

Micrometro filare. Dispositivo per compiere misure angolari attraverso uno strumento ottico.

Minimo solare. La fase in cui il Sole è al minimo dell'attività durante il ciclo solare di 11 anni.

Morfologia. Lo studio dei cambiamenti d'aspetto del Sole.

***Mottle*.** Spicola osservata sul disco solare. Vedi anche **fibrilla**.

Nanometro. Unità di misura della lunghezza d'onda della radiazione elettromagnetica. Un nanometro (nm) è pari a un miliardesimo di metro (1×10^{-9} m).

Nebulosa solare. La vasta nube di gas e polveri dalla quale si ritiene abbiano avuto origine il Sole e il Sistema Solare.

Numero relativo delle macchie solari. Indice dell'attività solare determinato dal numero di gruppi e di singole macchie solari osservabili sull'emisfero visibile del Sole.

Ombra. La regione più buia e fredda di una macchia solare.

Onda di Moreton. Onda d'urto, visibile nella cromosfera, che si irradia da un *flare* di grandi dimensioni.

Oscuramento al lembo. La progressiva diminuzione della luminosità superficiale del disco solare che si osserva a mano a mano che ci si avvicina al lembo.

***P_0*.** Parametro per il calcolo delle coordinate eliografiche. Rappresenta l'angolo, in gradi, che l'asse di rotazione del Sole forma con l'asse di rotazione della Terra.

Parete intergranulare. Zona perimetrale di un granulo.

Penombra irregolare. La penombra di una macchia solare che è sede di complessi campi magnetici.

Penombra rudimentale. La fase di sviluppo iniziale di una penombra, formata dal materiale intergranulare che circonda un nuovo nucleo d'ombra.

Penombra. La regione, grigiastra e moderatamente luminosa, che circonda l'ombra di una macchia solare.

Periodo siderale. Il tempo impiegato dal Sole per completare una rotazione attorno al proprio asse, così come è osservabile da un punto fisso nello spazio.

Periodo sinodico. Il periodo di rotazione apparente del Sole così come lo si osserva dalla Terra.

Picco di trasmissione. La percentuale massima di trasmissione della radiazione che si ha all'interno della larghezza di banda.

Piramide di Hossfield. Il nome dato a una scatola, a forma di piramide, concepita per l'osservazione del Sole in luce bianca per proiezione. Questo dispositivo è stato ideato da Casper Hossfield della divisione Solare dell'AAVSO.

***Plage*.** Si tratta di una struttura della cromosfera inferiore, dall'aspetto di una massa di nubi luminose, che spesso circonda una macchia solare. La *plage* localizza il campo magnetico associato alle macchie solari.

Plasma. Insieme di ioni ed elettroni che interagiscono energicamente con campi magnetici.

Ponte di luce (*light bridge*). Materiale più brillante che divide in più parti l'ombra. Spesso, un ponte di luce divide anche la penombra.

Poro. Piccola struttura, con un diametro di 1-5 secondi d'arco, più scura di un granulo, ma più luminosa dell'ombra di una macchia solare ben sviluppata.

Prisma di Herschel. Un prisma ad angolo acuto utilizzato per l'osservazione del Sole in luce bianca in abbinamento con appositi filtri supplementari.

Proiezione solare. Tecnica per l'osservazione del Sole in luce bianca che consiste nella proiezione di un'immagine ingrandita del disco solare su uno schermo bianco posto a una certa distanza dall'oculare del telescopio.

Protuberanza eruttiva. Una protuberanza attiva che sta per essere espulsa dal Sole.

Protuberanza quiescente. Una protuberanza il cui aspetto cambia lentamente nel tempo.

Protuberanza. Nube di gas sospesa al di sopra della fotosfera del Sole.

Punto d'ombra. Un piccolo punto all'interno di un'ombra che ha una luminosità intermedia tra quella dell'ombra e quella dei vicini punti luminosi.

Punto luminoso. Una piccola zona all'interno di un'ombra avente una luminosità maggiore di quella dell'ombra e dei punti d'ombra circostanti.

Radiazione monocromatica. Radiazione elettromagnetica di un solo colore, ossia di una sola lunghezza d'onda.

Radiazione (luce) visibile. La radiazione elettromagnetica con una lunghezza d'onda compresa all'incirca fra 400 e 700 nm.

Radiazione ultravioletta (UV). La radiazione elettromagnetica con una lunghezza d'onda compresa tra circa 10 e 400 nm.

Raggi X. Radiazione elettromagnetica con una lunghezza d'onda compresa tra 0,01 e 10 nm.

Regione attiva. Regione della fotosfera in cui si ha la formazione di macchie, facole ecc.

Reticolo cromosferico. Struttura a rete che ricopre quasi tutto il Sole. Nella riga Ca-K il reticolo cromosferico è in emissione, mentre in H-alfa è in assorbimento.

Reticolo di diffrazione. Substrato su cui sono finemente incise fitte scanalature il cui scopo è la dispersione della luce, in modo simile a quanto avviene in un prisma.

Righe di assorbimento. Linee scure che si sovrappongono a uno spettro continuo. Queste righe sono causate dall'assorbimento dei fotoni ad opera degli elettroni atomici quando questi si portano a un livello energetico più alto.

Righe di emissione. Le righe luminose che attraversano uno spettro, causate dall'emissione di fotoni da parte degli elettroni che saltano a un livello di energia inferiore.

Rotazione di Carrington. Il numero di rotazioni compiute dal Sole visto dalla Terra, a partire dal 9 novembre 1853.

Rotazione differenziale. La mancanza di un singolo periodo di rotazione a causa della natura fluida del corpo. Nel Sole, il periodo di rotazione aumenta all'aumentare della latitudine.

Serie di Balmer. Insieme di righe spettrali dello spettro visibile dell'atomo di idrogeno, prodotte dal salto dell'unico elettrone posseduto dall'idrogeno dal secondo livello energetico a quelli superiori.

Sparizione brusca. L'improvvisa scomparsa di un filamento (protuberanza).

Spettro. Il risultato della dispersione delle onde elettromagnetiche nelle diverse lunghezze d'onda costituenti.

Spettroelioscopio. Strumento in grado di sintetizzare una visione monocromatica del Sole.

Spettroscopio. Strumento per la dispersione della radiazione ottica nelle sue lunghezze d'onda costituenti.

Spicola. Piccola struttura simile a un sottile getto di gas visibile al lembo solare. Sul disco in H-alfa la spicola appare scura ed è conosciuta come *mottle* o fibrilla.

Stella. Una gigantesca palla di gas di forma sferica che, attraverso reazioni nucleari, produce energia nel suo nucleo.

Supergranulazione. La struttura su larga scala della fotosfera organizzata secondo una struttura cellulare. Ogni cellula contiene centinaia di singoli granuli e ha un diametro di circa 30.000 km. La rete cromosferica si sovrappone alla struttura della supergranulazione.

Tachocline. La regione situata tra la zona radiativa e quella convettiva dell'interno solare.

Telescopio solare Dobson. Telescopio newtoniano progettato esclusivamente per l'osservazione solare in luce bianca. Il progetto si deve a John Dobson.

Tempo Universale (TU). Scala temporale di 24h analoga al tempo medio di Greenwich.

Trasparenza. Parametro empirico delle condizioni del cielo che descrive l'opacità dell'atmosfera. La trasparenza può essere influenzata dal vapore acqueo, dalle polveri, dal fumo e da altre particelle atmosferiche.

Tubo di flusso. Insieme di linee di flusso del campo magnetico presente nella zona di convezione.

Vento solare. Il flusso costante di particelle che fluiscono dal Sole verso lo spazio.

Zona convettiva. Strato interno del Sole, in cui il trasferimento dell'energia avviene per convezione.

Zona delle macchie solari. Una regione di circa 35° su entrambi i lati dell'equatore solare in cui si formano le macchie solari.

Zona radiativa. Strato all'interno del Sole, in cui il trasferimento dell'energia avviene attraverso l'emissione e l'assorbimento di radiazione elettromagnetica.

Effemeridi
ottobre 2010 - gennaio 2014

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0	B_0	P_0		AR		dec
				(°)	(°)	(°)	(')	h	m	(°)
2010	ott.	1	2101	28,08	6,73	25,96	31,949	12	28,8	–3,06
2010	ott.	2	2101	14,88	6,68	26,02	31,959	12	32,4	–3,45
2010	ott.	3	2101	1,68	6,63	26,08	31,968	12	36,0	–3,84
2010	ott.	4	2102	348,49	6,58	26,13	31,977	12	39,7	–4,22
2010	ott.	5	2102	335,29	6,53	26,17	31,986	12	43,3	–4,61
2010	ott.	6	2102	322,16	6,47	26,21	31,995	12	46,9	–4,99
2010	ott.	7	2102	308,96	6,41	26,24	32,005	12	50,6	–5,38
2010	ott.	8	2102	295,76	6,36	26,26	32,014	12	54,3	–5,76
2010	ott.	9	2102	282,57	6,29	26,27	32,023	12	57,9	–6,14
2010	ott.	10	2102	269,37	6,23	26,28	32,032	13	1,6	–6,52
2010	ott.	11	2102	256,18	6,17	26,28	32,041	13	5,3	–6,90
2010	ott.	12	2102	242,99	6,10	26,27	32,051	13	9,0	–7,28
2010	ott.	13	2102	229,79	6,03	26,26	32,060	13	12,7	–7,65
2010	ott.	14	2102	216,60	5,96	26,23	32,069	13	16,4	–8,03
2010	ott.	15	2102	203,40	5,89	26,20	32,078	13	20,1	–8,40
2010	ott.	16	2102	190,21	5,81	26,17	32,087	13	23,8	–8,77
2010	ott.	17	2102	177,02	5,74	26,12	32,096	13	27,5	–9,14
2010	ott.	18	2102	163,83	5,66	26,07	32,106	13	31,3	–9,50
2010	ott.	19	2102	150,63	5,58	26,01	32,115	13	35,0	–9,87
2010	ott.	20	2102	137,44	5,50	25,94	32,124	13	38,8	–10,23
2010	ott.	21	2102	124,25	5,42	25,86	32,133	13	42,6	–10,59
2010	ott.	22	2102	111,06	5,33	25,78	32,142	13	46,4	–10,94
2010	ott.	23	2102	97,87	5,25	25,69	32,151	13	50,2	–11,29
2010	ott.	24	2102	84,68	5,16	25,59	32,159	13	54,0	–11,64
2010	ott.	25	2102	71,49	5,07	25,48	32,168	13	57,8	–11,99
2010	ott.	26	2102	58,36	4,98	25,37	32,177	14	1,6	–12,34
2010	ott.	27	2102	45,17	4,88	25,25	32,186	14	5,5	–12,68
2010	ott.	28	2102	31,98	4,79	25,12	32,194	14	9,3	–13,02
2010	ott.	29	2102	18,79	4,70	24,98	32,203	14	13,2	–13,35
2010	ott.	30	2102	5,60	4,60	24,83	32,212	14	17,1	–13,68
2010	ott.	31	2103	352,41	4,50	24,68	32,220	14	20,9	–14,01
2010	nov.	1	2103	339,22	4,40	24,52	32,229	14	24,9	–14,33
2010	nov.	2	2103	326,03	4,30	24,35	32,237	14	28,8	–14,65
2010	nov.	3	2103	312,84	4,20	24,17	32,245	14	32,7	–14,97
2010	nov.	4	2103	299,66	4,09	23,99	32,254	14	36,7	–15,28
2010	nov.	5	2103	286,47	3,99	23,79	32,262	14	40,6	–15,59
2010	nov.	6	2103	273,28	3,88	23,59	32,270	14	44,6	–15,89
2010	nov.	7	2103	260,09	3,77	23,38	32,278	14	48,6	–16,19
2010	nov.	8	2103	246,90	3,66	23,17	32,286	14	52,6	–16,48
2010	nov.	9	2103	233,72	3,55	22,94	32,294	14	56,6	–16,77
2010	nov.	10	2103	220,53	3,44	22,71	32,301	15	0,6	–17,06
2010	nov.	11	2103	207,34	3,33	22,47	32,309	15	4,7	–17,34
2010	nov.	12	2103	194,16	3,22	22,22	32,317	15	8,7	–17,61
2010	nov.	13	2103	180,97	3,10	21,97	32,324	15	12,8	–17,88
2010	nov.	14	2103	167,78	2,99	21,71	32,331	15	16,9	–18,15
2010	nov.	15	2103	154,66	2,87	21,43	32,339	15	21,0	–18,41

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2010	nov.	16	2103	141,48	2,75	21,16	32,346	15	25,1	–18,66
2010	nov.	17	2103	128,29	2,64	20,87	32,353	15	29,2	–18,91
2010	nov.	18	2103	115,10	2,52	20,58	32,360	15	33,4	–19,15
2010	nov.	19	2103	101,92	2,40	20,28	32,367	15	37,5	–19,39
2010	nov.	20	2103	88,74	2,28	19,97	32,374	15	41,7	–19,62
2010	nov.	21	2103	75,55	2,15	19,66	32,380	15	45,9	–19,85
2010	nov.	22	2103	62,37	2,03	19,34	32,387	15	50,1	–20,07
2010	nov.	23	2103	49,18	1,91	19,01	32,393	15	54,3	–20,28
2010	nov.	24	2103	36,00	1,79	18,67	32,399	15	58,5	–20,49
2010	nov.	25	2103	22,82	1,66	18,33	32,405	16	2,7	–20,69
2010	nov.	26	2103	9,63	1,54	17,98	32,411	16	7,0	–20,88
2010	nov.	27	2104	356,45	1,41	17,63	32,417	16	11,2	–21,07
2010	nov.	28	2104	343,27	1,29	17,27	32,423	16	15,5	–21,25
2010	nov.	29	2104	330,08	1,16	16,90	32,429	16	19,8	–21,43
2010	nov.	30	2104	316,90	1,03	16,52	32,434	16	24,1	–21,60
2010	dic.	1	2104	303,72	0,91	16,14	32,440	16	28,4	–21,76
2010	dic.	2	2104	290,54	0,78	15,76	32,445	16	32,7	–21,91
2010	dic.	3	2104	277,35	0,65	15,36	32,450	16	37,0	–22,06
2010	dic.	4	2104	264,17	0,53	14,97	32,455	16	41,4	–22,20
2010	dic.	5	2104	251,05	0,40	14,56	32,460	16	45,7	–22,33
2010	dic.	6	2104	237,87	0,27	14,15	32,464	16	50,1	–22,46
2010	dic.	7	2104	224,69	0,14	13,74	32,469	16	54,4	–22,57
2010	dic.	8	2104	211,51	0,01	13,32	32,473	16	58,8	–22,69
2010	dic.	9	2104	198,33	-0,11	12,90	32,477	17	3,2	–22,79
2010	dic.	10	2104	185,15	-0,24	12,47	32,482	17	7,6	–22,89
2010	dic.	11	2104	171,97	-0,37	12,03	32,485	17	12,0	–22,97
2010	dic.	12	2104	158,79	-0,50	11,59	32,489	17	16,4	–23,06
2010	dic.	13	2104	145,61	-0,63	11,15	32,493	17	20,8	–23,13
2010	dic.	14	2104	132,43	-0,75	10,71	32,496	17	25,2	–23,19
2010	dic.	15	2104	119,25	-0,88	10,26	32,500	17	29,6	–23,25
2010	dic.	16	2104	106,08	-1,01	9,80	32,503	17	34,0	–23,30
2010	dic.	17	2104	92,90	-1,14	9,35	32,506	17	38,5	–23,35
2010	dic.	18	2104	79,72	-1,26	8,89	32,509	17	42,9	–23,38
2010	dic.	19	2104	66,54	-1,39	8,42	32,511	17	47,3	–23,41
2010	dic.	20	2104	53,36	-1,51	7,96	32,514	17	51,7	–23,43
2010	dic.	21	2104	40,19	-1,64	7,49	32,516	17	56,2	–23,44
2010	dic.	22	2104	27,01	-1,76	7,02	32,518	18	0,6	–23,44
2010	dic.	23	2104	13,83	-1,89	6,54	32,520	18	5,1	–23,44
2010	dic.	24	2104	0,66	-2,01	6,07	32,522	18	9,5	–23,43
2010	dic.	25	2105	347,54	-2,14	5,59	32,524	18	13,9	–23,41
2010	dic.	26	2105	334,37	-2,26	5,11	32,525	18	18,4	–23,38
2010	dic.	27	2105	321,19	-2,38	4,63	32,527	18	22,8	–23,34
2010	dic.	28	2105	308,02	-2,50	4,15	32,528	18	27,2	–23,30
2010	dic.	29	2105	294,84	-2,62	3,67	32,529	18	31,7	–23,25
2010	dic.	30	2105	281,67	-2,74	3,18	32,530	18	36,1	–23,19
2010	dic.	31	2105	268,49	-2,86	2,70	32,530	18	40,5	–23,12
2011	gen.	1	2105	255,32	–2,98	2,21	32,531	18	44,9	–23,05
2011	gen.	2	2105	242,14	–3,09	1,73	32,531	18	49,3	–22,97
2011	gen.	3	2105	228,97	–3,21	1,24	32,531	18	53,7	–22,88
2011	gen.	4	2105	215,79	–3,32	0,76	32,531	18	58,1	–22,78

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2011	gen.	5	2105	202,62	–3,44	0,28	32,531	19	2,5	–22,67
2011	gen.	6	2105	189,45	–3,55	–0,21	32,531	19	6,9	–22,56
2011	gen.	7	2105	176,27	–3,66	–0,69	32,530	19	11,3	–22,44
2011	gen.	8	2105	163,10	–3,77	–1,17	32,530	19	15,7	–22,32
2011	gen.	9	2105	149,93	–3,88	–1,65	32,529	19	20,0	–22,18
2011	gen.	10	2105	136,76	–3,99	–2,13	32,528	19	24,4	–22,04
2011	gen.	11	2105	123,58	–4,10	–2,61	32,527	19	28,7	–21,89
2011	gen.	12	2105	110,41	–4,20	–3,09	32,525	19	33,1	–21,74
2011	gen.	13	2105	97,24	–4,31	–3,56	32,524	19	37,4	–21,57
2011	gen.	14	2105	84,13	–4,41	–4,03	32,522	19	41,7	–21,40
2011	gen.	15	2105	70,96	–4,51	–4,50	32,520	19	46,0	–21,23
2011	gen.	16	2105	57,79	–4,61	–4,97	32,518	19	50,3	–21,04
2011	gen.	17	2105	44,62	–4,71	–5,44	32,516	19	54,6	–20,85
2011	gen.	18	2105	31,45	–4,81	–5,90	32,514	19	58,9	–20,66
2011	gen.	19	2105	18,28	–4,90	–6,36	32,511	20	3,1	–20,45
2011	gen.	20	2105	5,10	–5,00	–6,82	32,509	20	7,4	–20,24
2011	gen.	21	2106	351,93	–5,09	–7,27	32,506	20	11,6	–20,03
2011	gen.	22	2106	338,76	–5,18	–7,72	32,503	20	15,8	–19,81
2011	gen.	23	2106	325,59	–5,27	–8,17	32,500	20	20,0	–19,58
2011	gen.	24	2106	312,42	–5,36	–8,61	32,496	20	24,2	–19,34
2011	gen.	25	2106	299,25	–5,44	–9,05	32,493	20	28,4	–19,10
2011	gen.	26	2106	286,08	–5,53	–9,49	32,489	20	32,6	–18,86
2011	gen.	27	2106	272,91	–5,61	–9,92	32,485	20	36,8	–18,60
2011	gen.	28	2106	259,74	–5,69	–10,35	32,482	20	40,9	–18,35
2011	gen.	29	2106	246,57	–5,77	–10,78	32,477	20	45,0	–18,08
2011	gen.	30	2106	233,40	–5,85	–11,20	32,473	20	49,1	–17,81
2011	gen.	31	2106	220,23	–5,92	–11,61	32,469	20	53,2	–17,54
2011	feb.	1	2106	207,06	–5,99	–12,02	32,464	20	57,3	–17,26
2011	feb.	2	2106	193,89	–6,07	–12,43	32,460	21	1,4	–16,98
2011	feb.	3	2106	180,72	–6,13	–12,83	32,455	21	5,5	–16,69
2011	feb.	4	2106	167,62	–6,20	–13,23	32,450	21	9,5	–16,40
2011	feb.	5	2106	154,45	–6,27	–13,62	32,445	21	13,6	–16,10
2011	feb.	6	2106	141,28	–6,33	–14,01	32,440	21	17,6	–15,79
2011	feb.	7	2106	128,11	–6,39	–14,39	32,434	21	21,6	–15,49
2011	feb.	8	2106	114,94	–6,45	–14,77	32,429	21	25,6	–15,17
2011	feb.	9	2106	101,77	–6,51	–15,14	32,423	21	29,6	–14,86
2011	feb.	10	2106	88,59	–6,57	–15,51	32,417	21	33,5	–14,54
2011	feb.	11	2106	75,42	–6,62	–15,87	32,411	21	37,5	–14,21
2011	feb.	12	2106	62,25	–6,67	–16,23	32,405	21	41,4	–13,88
2011	feb.	13	2106	49,08	–6,72	–16,58	32,399	21	45,4	–13,55
2011	feb.	14	2106	35,91	–6,77	–16,93	32,393	21	49,3	–13,21
2011	feb.	15	2106	22,74	–6,81	–17,27	32,387	21	53,2	–12,87
2011	feb.	16	2106	9,57	–6,85	–17,60	32,380	21	57,1	–12,53
2011	feb.	17	2107	356,40	–6,89	–17,93	32,374	22	1,0	–12,18
2011	feb.	18	2107	343,23	–6,93	–18,26	32,367	22	4,9	–11,84
2011	feb.	19	2107	330,06	–6,97	–18,58	32,360	22	8,7	–11,48
2011	feb.	20	2107	316,88	–7,00	–18,89	32,353	22	12,6	–11,13
2011	feb.	21	2107	303,71	–7,04	–19,19	32,346	22	16,4	–10,77
2011	feb.	22	2107	290,54	–7,07	–19,49	32,339	22	20,2	–10,41
2011	feb.	23	2107	277,36	–7,09	–19,79	32,331	22	24,0	–10,04

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2011	feb.	24	2107	264,25	–7,12	–20,08	32,324	22	27,8	–9,67
2011	feb.	25	2107	251,08	–7,14	–20,36	32,317	22	31,6	–9,31
2011	feb.	26	2107	237,91	–7,16	–20,64	32,309	22	35,4	–8,93
2011	feb.	27	2107	224,73	–7,18	–20,91	32,301	22	39,2	–8,56
2011	feb.	28	2107	211,56	–7,20	–21,17	32,294	22	43,0	–8,18
2011	mar.	1	2107	198,38	–7,21	–21,43	32,286	22	46,7	–7,81
2011	mar.	2	2107	185,21	–7,22	–21,68	32,278	22	50,5	–7,43
2011	mar.	3	2107	172,03	–7,23	–21,92	32,270	22	54,2	–7,04
2011	mar.	4	2107	158,85	–7,24	–22,16	32,262	22	58,0	–6,66
2011	mar.	5	2107	145,68	–7,25	–22,39	32,254	23	1,7	–6,28
2011	mar.	6	2107	132,50	–7,25	–22,62	32,245	23	5,4	–5,89
2011	mar.	7	2107	119,32	–7,25	–22,84	32,237	23	9,1	–5,50
2011	mar.	8	2107	106,14	–7,25	–23,05	32,229	23	12,8	–5,11
2011	mar.	9	2107	92,96	–7,24	–23,26	32,220	23	16,5	–4,72
2011	mar.	10	2107	79,78	–7,24	–23,46	32,212	23	20,2	–4,33
2011	mar.	11	2107	66,60	–7,23	–23,65	32,203	23	23,9	–3,94
2011	mar.	12	2107	53,42	–7,22	–23,84	32,194	23	27,6	–3,55
2011	mar.	13	2107	40,24	–7,21	–24,02	32,186	23	31,3	–3,15
2011	mar.	14	2107	27,06	–7,19	–24,19	32,177	23	34,9	–2,76
2011	mar.	15	2107	13,88	–7,18	–24,36	32,168	23	38,6	–2,36
2011	mar.	16	2108	0,76	–7,16	–24,52	32,159	23	42,3	–1,97
2011	mar.	17	2108	347,57	–7,14	–24,67	32,151	23	45,9	–1,57
2011	mar.	18	2108	334,39	–7,11	–24,82	32,142	23	49,6	–1,18
2011	mar.	19	2108	321,21	–7,09	–24,96	32,133	23	53,2	–0,78
2011	mar.	20	2108	308,02	–7,06	–25,09	32,124	23	56,9	–0,39
2011	mar.	21	2108	294,83	–7,03	–25,22	32,115	00	0,5	0,01
2011	mar.	22	2108	281,65	–7,00	–25,34	32,106	00	4,2	0,40
2011	mar.	23	2108	268,46	–6,96	–25,45	32,096	00	7,8	0,80
2011	mar.	24	2108	255,27	–6,93	–25,55	32,087	00	11,5	1,19
2011	mar.	25	2108	242,08	–6,89	–25,65	32,078	00	15,1	1,59
2011	mar.	26	2108	228,89	–6,85	–25,74	32,069	00	18,8	1,98
2011	mar.	27	2108	215,70	–6,81	–25,83	32,060	00	22,4	2,37
2011	mar.	28	2108	202,51	–6,76	–25,90	32,051	00	26,0	2,77
2011	mar.	29	2108	189,32	–6,72	–25,97	32,041	00	29,7	3,16
2011	mar.	30	2108	176,13	–6,67	–26,04	32,032	00	33,3	3,55
2011	mar.	31	2108	162,93	–6,62	–26,09	32,023	00	37,0	3,94
2011	apr.	1	2108	149,74	–6,57	–26,14	32,014	00	40,6	4,32
2011	apr.	2	2108	136,54	–6,51	–26,18	32,005	00	44,3	4,71
2011	apr.	3	2108	123,35	–6,46	–26,21	31,995	00	47,9	5,09
2011	apr.	4	2108	110,15	–6,40	–26,24	31,986	00	51,6	5,48
2011	apr.	5	2108	97,02	–6,34	–26,26	31,977	00	55,2	5,86
2011	apr.	6	2108	83,82	–6,28	–26,27	31,968	00	58,9	6,24
2011	apr.	7	2108	70,62	–6,22	–26,28	31,959	01	2,5	6,62
2011	apr.	8	2108	57,42	–6,15	–26,28	31,949	01	6,2	6,99
2011	apr.	9	2108	44,22	–6,08	–26,27	31,940	01	9,9	7,37
2011	apr.	10	2108	31,02	–6,01	–26,25	31,931	01	13,5	7,74
2011	apr.	11	2108	17,81	–5,94	–26,23	31,922	01	17,2	8,11
2011	apr.	12	2108	4,61	–5,87	–26,19	31,913	01	20,9	8,48
2011	apr.	13	2109	351,41	–5,80	–26,16	31,904	01	24,6	8,84
2011	apr.	14	2109	338,20	–5,72	–26,11	31,895	01	28,3	9,21

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2011	apr.	15	2109	325,00	–5,65	–26,06	31,886	01	32,0	9,57
2011	apr.	16	2109	311,79	–5,57	–26,00	31,877	01	35,7	9,93
2011	apr.	17	2109	298,58	–5,49	–25,93	31,868	01	39,4	10,28
2011	apr.	18	2109	285,38	–5,41	–25,85	31,859	01	43,1	10,63
2011	apr.	19	2109	272,17	–5,32	–25,77	31,851	01	46,8	10,98
2011	apr.	20	2109	258,96	–5,24	–25,68	31,842	01	50,5	11,33
2011	apr.	21	2109	245,75	–5,15	–25,58	31,833	01	54,3	11,67
2011	apr.	22	2109	232,54	–5,06	–25,48	31,825	01	58,0	12,01
2011	apr.	23	2109	219,32	–4,97	–25,36	31,816	02	1,7	12,35
2011	apr.	24	2109	206,11	–4,88	–25,24	31,807	02	5,5	12,68
2011	apr.	25	2109	192,96	–4,79	–25,12	31,799	02	9,3	13,01
2011	apr.	26	2109	179,75	–4,70	–24,98	31,790	02	13,0	13,34
2011	apr.	27	2109	166,53	–4,61	–24,84	31,782	02	16,8	13,66
2011	apr.	28	2109	153,31	–4,51	–24,69	31,774	02	20,6	13,98
2011	apr.	29	2109	140,10	–4,41	–24,54	31,766	02	24,4	14,29
2011	apr.	30	2109	126,88	–4,31	–24,37	31,757	02	28,2	14,61
2011	mag.	1	2109	113,66	–4,21	–24,20	31,749	02	32,0	14,91
2011	mag.	2	2109	100,44	–4,11	–24,02	31,741	02	35,8	15,21
2011	mag.	3	2109	87,22	–4,01	–23,84	31,733	02	39,7	15,51
2011	mag.	4	2109	74,00	–3,91	–23,65	31,726	02	43,5	15,81
2011	mag.	5	2109	60,78	–3,81	–23,45	31,718	02	47,4	16,10
2011	mag.	6	2109	47,56	–3,70	–23,24	31,710	02	51,2	16,38
2011	mag.	7	2109	34,33	–3,60	–23,03	31,703	02	55,1	16,66
2011	mag.	8	2109	21,11	–3,49	–22,81	31,695	02	59,0	16,94
2011	mag.	9	2109	7,89	–3,38	–22,58	31,688	03	2,8	17,21
2011	mag.	10	2110	354,66	–3,27	–22,34	31,680	03	6,7	17,48
2011	mag.	11	2110	341,44	–3,16	–22,10	31,673	03	10,6	17,74
2011	mag.	12	2110	328,21	–3,05	–21,85	31,666	03	14,6	18,00
2011	mag.	13	2110	314,98	–2,94	–21,60	31,659	03	18,5	18,25
2011	mag.	14	2110	301,76	–2,83	–21,34	31,652	03	22,4	18,50
2011	mag.	15	2110	288,59	–2,72	–21,07	31,645	03	26,4	18,74
2011	mag.	16	2110	275,36	–2,60	–20,79	31,638	03	30,3	18,98
2011	mag.	17	2110	262,13	–2,49	–20,51	31,632	03	34,3	19,21
2011	mag.	18	2110	248,90	–2,38	–20,23	31,625	03	38,2	19,43
2011	mag.	19	2110	235,67	–2,26	–19,93	31,619	03	42,2	19,65
2011	mag.	20	2110	222,44	–2,14	–19,63	31,613	03	46,2	19,87
2011	mag.	21	2110	209,21	–2,03	–19,32	31,606	03	50,2	20,08
2011	mag.	22	2110	195,98	–1,91	–19,01	31,600	03	54,2	20,28
2011	mag.	23	2110	182,74	–1,79	–18,69	31,594	03	58,2	20,48
2011	mag.	24	2110	169,51	–1,68	–18,37	31,588	04	2,3	20,67
2011	mag.	25	2110	156,28	–1,56	–18,04	31,583	04	6,3	20,85
2011	mag.	26	2110	143,04	–1,44	–17,70	31,577	04	10,3	21,03
2011	mag.	27	2110	129,81	–1,32	–17,36	31,572	04	14,4	21,21
2011	mag.	28	2110	116,57	–1,20	–17,01	31,566	04	18,4	21,37
2011	mag.	29	2110	103,34	–1,08	–16,66	31,561	04	22,5	21,53
2011	mag.	30	2110	90,10	–0,96	–16,30	31,556	04	26,6	21,69
2011	mag.	31	2110	76,87	–0,84	–15,94	31,551	04	30,7	21,84
2011	giu.	1	2110	63,63	–0,72	–15,57	31,546	04	34,7	21,98
2011	giu.	2	2110	50,39	–0,60	–15,20	31,541	04	38,8	22,12
2011	giu.	3	2110	37,15	–0,48	–14,82	31,537	04	42,9	22,25

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2011	giu.	4	2110	23,98	–0,36	–14,44	31,532	04	47,0	22,37
2011	giu.	5	2110	10,74	–0,24	–14,05	31,528	04	51,1	22,49
2011	giu.	6	2111	357,50	–0,12	–13,66	31,524	04	55,3	22,60
2011	giu.	7	2111	344,26	0,00	–13,26	31,519	04	59,4	22,70
2011	giu.	8	2111	331,03	0,12	–12,86	31,515	05	3,5	22,80
2011	giu.	9	2111	317,79	0,24	–12,46	31,512	05	7,6	22,89
2011	giu.	10	2111	304,55	0,36	–12,05	31,508	05	11,8	22,97
2011	giu.	11	2111	291,31	0,48	–11,64	31,504	05	15,9	23,05
2011	giu.	12	2111	278,07	0,60	–11,22	31,501	05	20,1	23,12
2011	giu.	13	2111	264,83	0,72	–10,81	31,498	05	24,2	23,18
2011	giu.	14	2111	251,59	0,84	–10,38	31,495	05	28,4	23,24
2011	giu.	15	2111	238,35	0,96	–9,96	31,492	05	32,5	23,29
2011	giu.	16	2111	225,11	1,08	–9,53	31,489	05	36,7	23,33
2011	giu.	17	2111	211,87	1,20	–9,10	31,486	05	40,8	23,37
2011	giu.	18	2111	198,63	1,32	–8,67	31,483	05	45,0	23,39
2011	giu.	19	2111	185,39	1,44	–8,23	31,481	05	49,1	23,42
2011	giu.	20	2111	172,15	1,56	–7,79	31,479	05	53,3	23,43
2011	giu.	21	2111	158,91	1,67	–7,35	31,477	05	57,4	23,44
2011	giu.	22	2111	145,66	1,79	–6,91	31,475	06	1,6	23,44
2011	giu.	23	2111	132,42	1,91	–6,47	31,473	06	5,8	23,44
2011	giu.	24	2111	119,18	2,02	–6,02	31,471	06	9,9	23,42
2011	giu.	25	2111	106,00	2,14	–5,58	31,469	06	14,1	23,40
2011	giu.	26	2111	92,76	2,25	–5,13	31,468	06	18,2	23,38
2011	giu.	27	2111	79,52	2,37	–4,68	31,467	06	22,4	23,35
2011	giu.	28	2111	66,28	2,48	–4,23	31,466	06	26,5	23,31
2011	giu.	29	2111	53,04	2,59	–3,78	31,465	06	30,7	23,26
2011	giu.	30	2111	39,80	2,71	–3,32	31,464	06	34,8	23,21
2011	lug.	1	2111	26,56	2,82	–2,87	31,463	06	38,9	23,15
2011	lug.	2	2111	13,32	2,93	–2,42	31,463	06	43,1	23,08
2011	lug.	3	2111	0,08	3,04	–1,96	31,462	06	47,2	23,01
2011	lug.	4	2112	346,84	3,15	–1,51	31,462	06	51,3	22,93
2011	lug.	5	2112	333,60	3,25	–1,06	31,462	06	55,4	22,84
2011	lug.	6	2112	320,36	3,36	–0,60	31,462	06	59,6	22,75
2011	lug.	7	2112	307,12	3,47	–0,15	31,462	07	3,7	22,65
2011	lug.	8	2112	293,89	3,57	0,30	31,462	07	7,8	22,54
2011	lug.	9	2112	280,65	3,68	0,75	31,463	07	11,9	22,43
2011	lug.	10	2112	267,41	3,78	1,20	31,464	07	16,0	22,31
2011	lug.	11	2112	254,17	3,88	1,65	31,464	07	20,0	22,18
2011	lug.	12	2112	240,93	3,98	2,10	31,465	07	24,1	22,05
2011	lug.	13	2112	227,70	4,08	2,55	31,466	07	28,2	21,91
2011	lug.	14	2112	214,46	4,18	3,00	31,468	07	32,2	21,77
2011	lug.	15	2112	201,28	4,28	3,44	31,469	07	36,3	21,62
2011	lug.	16	2112	188,05	4,38	3,88	31,471	07	40,3	21,46
2011	lug.	17	2112	174,81	4,47	4,32	31,472	07	44,4	21,30
2011	lug.	18	2112	161,58	4,57	4,76	31,474	07	48,4	21,13
2011	lug.	19	2112	148,34	4,66	5,20	31,476	07	52,4	20,95
2011	lug.	20	2112	135,11	4,75	5,63	31,478	07	56,4	20,77
2011	lug.	21	2112	121,87	4,84	6,07	31,480	07	60,4	20,58
2011	lug.	22	2112	108,64	4,93	6,50	31,483	08	4,4	20,39
2011	lug.	23	2112	95,40	5,02	6,93	31,485	08	8,4	20,19

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2011	lug.	24	2112	82,17	5,11	7,35	31,488	08	12,4	19,99
2011	lug.	25	2112	68,94	5,19	7,77	31,491	08	16,3	19,78
2011	lug.	26	2112	55,70	5,27	8,19	31,494	08	20,3	19,56
2011	lug.	27	2112	42,47	5,36	8,61	31,497	08	24,2	19,34
2011	lug.	28	2112	29,24	5,44	9,02	31,500	08	28,1	19,12
2011	lug.	29	2112	16,01	5,52	9,43	31,504	08	32,1	18,89
2011	lug.	30	2112	2,78	5,59	9,84	31,507	08	36,0	18,65
2011	lug.	31	2113	349,55	5,67	10,25	31,511	08	39,9	18,41
2011	ago.	1	2113	336,32	5,74	10,65	31,515	08	43,8	18,16
2011	ago.	2	2113	323,09	5,82	11,04	31,518	08	47,7	17,91
2011	ago.	3	2113	309,86	5,89	11,44	31,523	08	51,5	17,66
2011	ago.	4	2113	296,69	5,96	11,83	31,527	08	55,4	17,40
2011	ago.	5	2113	283,47	6,03	12,21	31,531	08	59,2	17,13
2011	ago.	6	2113	270,24	6,09	12,59	31,535	09	3,1	16,86
2011	ago.	7	2113	257,01	6,16	12,97	31,540	09	6,9	16,59
2011	ago.	8	2113	243,79	6,22	13,35	31,545	09	10,7	16,31
2011	ago.	9	2113	230,56	6,28	13,72	31,550	09	14,5	16,02
2011	ago.	10	2113	217,34	6,34	14,08	31,555	09	18,4	15,74
2011	ago.	11	2113	204,11	6,40	14,44	31,560	09	22,1	15,44
2011	ago.	12	2113	190,89	6,46	14,80	31,565	09	25,9	15,15
2011	ago.	13	2113	177,67	6,51	15,15	31,570	09	29,7	14,85
2011	ago.	14	2113	164,44	6,56	15,50	31,576	09	33,5	14,54
2011	ago.	15	2113	151,22	6,61	15,85	31,581	09	37,2	14,23
2011	ago.	16	2113	138,00	6,66	16,19	31,587	09	41,0	13,92
2011	ago.	17	2113	124,78	6,71	16,52	31,593	09	44,7	13,61
2011	ago.	18	2113	111,56	6,76	16,85	31,599	09	48,4	13,29
2011	ago.	19	2113	98,34	6,80	17,18	31,605	09	52,2	12,97
2011	ago.	20	2113	85,12	6,84	17,50	31,611	09	55,9	12,64
2011	ago.	21	2113	71,90	6,88	17,81	31,617	09	59,6	12,31
2011	ago.	22	2113	58,68	6,92	18,13	31,624	10	3,3	11,98
2011	ago.	23	2113	45,46	6,95	18,43	31,630	10	7,0	11,64
2011	ago.	24	2113	32,31	6,99	18,73	31,637	10	10,7	11,30
2011	ago.	25	2113	19,09	7,02	19,03	31,644	10	14,3	10,96
2011	ago.	26	2113	5,88	7,05	19,32	31,650	10	18,0	10,62
2011	ago.	27	2114	352,66	7,08	19,60	31,657	10	21,7	10,27
2011	ago.	28	2114	339,45	7,10	19,88	31,664	10	25,3	9,92
2011	ago.	29	2114	326,23	7,13	20,16	31,671	10	29,0	9,57
2011	ago.	30	2114	313,02	7,15	20,43	31,679	10	32,6	9,21
2011	ago.	31	2114	299,81	7,17	20,69	31,686	10	36,2	8,85
2011	set.	1	2114	286,59	7,18	20,95	31,693	10	39,9	8,49
2011	set.	2	2114	273,38	7,20	21,21	31,701	10	43,5	8,13
2011	set.	3	2114	260,17	7,21	21,45	31,708	10	47,1	7,77
2011	set.	4	2114	246,96	7,22	21,69	31,716	10	50,8	7,40
2011	set.	5	2114	233,75	7,23	21,93	31,724	10	54,4	7,03
2011	set.	6	2114	220,54	7,24	22,16	31,732	10	58,0	6,66
2011	set.	7	2114	207,33	7,25	22,39	31,739	11	1,6	6,29
2011	set.	8	2114	194,12	7,25	22,61	31,747	11	5,2	5,91
2011	set.	9	2114	180,91	7,25	22,82	31,755	11	8,8	5,54
2011	set.	10	2114	167,70	7,25	23,03	31,764	11	12,4	5,16
2011	set.	11	2114	154,50	7,25	23,23	31,772	11	16,0	4,78

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2011	set.	12	2114	141,29	7,24	23,42	31,780	11	19,6	4,40
2011	set.	13	2114	128,15	7,23	23,61	31,788	11	23,2	4,02
2011	set.	14	2114	114,94	7,22	23,80	31,797	11	26,8	3,63
2011	set.	15	2114	101,74	7,21	23,97	31,805	11	30,3	3,25
2011	set.	16	2114	88,53	7,20	24,15	31,814	11	33,9	2,87
2011	set.	17	2114	75,33	7,18	24,31	31,822	11	37,5	2,48
2011	set.	18	2114	62,12	7,16	24,47	31,831	11	41,1	2,09
2011	set.	19	2114	48,92	7,14	24,62	31,840	11	44,7	1,71
2011	set.	20	2114	35,72	7,12	24,77	31,848	11	48,3	1,32
2011	set.	21	2114	22,51	7,10	24,91	31,857	11	51,9	0,93
2011	set.	22	2114	9,31	7,07	25,04	31,866	11	55,5	0,54
2011	set.	23	2115	356,11	7,04	25,17	31,875	11	59,1	0,15
2011	set.	24	2115	342,91	7,01	25,29	31,884	12	2,7	–0,24
2011	set.	25	2115	329,71	6,98	25,40	31,893	12	6,3	–0,63
2011	set.	26	2115	316,51	6,95	25,51	31,902	12	9,9	–1,02
2011	set.	27	2115	303,31	6,91	25,61	31,911	12	13,5	–1,41
2011	set.	28	2115	290,11	6,87	25,70	31,920	12	17,1	–1,80
2011	set.	29	2115	276,91	6,83	25,79	31,929	12	20,7	–2,19
2011	set.	30	2115	263,71	6,79	25,87	31,938	12	24,3	–2,58
2011	ott.	1	2115	250,51	6,74	25,94	31,947	12	27,9	–2,97
2011	ott.	2	2115	237,32	6,69	26,00	31,956	12	31,5	–3,35
2011	ott.	3	2115	224,18	6,65	26,06	31,966	12	35,2	–3,74
2011	ott.	4	2115	210,98	6,59	26,12	31,975	12	38,8	–4,13
2011	ott.	5	2115	197,79	6,54	26,16	31,984	12	42,4	–4,52
2011	ott.	6	2115	184,59	6,49	26,20	31,993	12	46,1	–4,90
2011	ott.	7	2115	171,39	6,43	26,23	32,002	12	49,7	–5,28
2011	ott.	8	2115	158,20	6,37	26,25	32,012	12	53,4	–5,67
2011	ott.	9	2115	145,00	6,31	26,27	32,021	12	57,0	–6,05
2011	ott.	10	2115	131,81	6,25	26,28	32,030	13	0,7	–6,43
2011	ott.	11	2115	118,61	6,18	26,28	32,039	13	4,4	–6,81
2011	ott.	12	2115	105,42	6,12	26,27	32,048	13	8,1	–7,19
2011	ott.	13	2115	92,22	6,05	26,26	32,058	13	11,8	–7,56
2011	ott.	14	2115	79,03	5,98	26,24	32,067	13	15,5	–7,94
2011	ott.	15	2115	65,84	5,91	26,21	32,076	13	19,2	–8,31
2011	ott.	16	2115	52,64	5,83	26,17	32,085	13	22,9	–8,68
2011	ott.	17	2115	39,45	5,76	26,13	32,094	13	26,6	–9,05
2011	ott.	18	2115	26,26	5,68	26,08	32,103	13	30,4	–9,41
2011	ott.	19	2115	13,07	5,60	26,02	32,112	13	34,1	–9,78
2011	ott.	20	2115	359,87	5,52	25,96	32,121	13	37,9	–10,14
2011	ott.	21	2116	346,68	5,44	25,88	32,130	13	41,7	–10,50
2011	ott.	22	2116	333,49	5,35	25,80	32,139	13	45,4	–10,86
2011	ott.	23	2116	320,36	5,27	25,71	32,148	13	49,2	–11,21
2011	ott.	24	2116	307,17	5,18	25,61	32,157	13	53,0	–11,56
2011	ott.	25	2116	293,98	5,09	25,51	32,166	13	56,9	–11,91
2011	ott.	26	2116	280,79	5,00	25,40	32,175	14	0,7	–12,25
2011	ott.	27	2116	267,60	4,91	25,28	32,184	14	4,5	–12,60
2011	ott.	28	2116	254,41	4,82	25,15	32,192	14	8,4	–12,93
2011	ott.	29	2116	241,22	4,72	25,01	32,201	14	12,2	–13,27
2011	ott.	30	2116	228,03	4,62	24,87	32,210	14	16,1	–13,60
2011	ott.	31	2116	214,84	4,53	24,72	32,218	14	20,0	–13,93

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2011	nov.	1	2116	201,65	4,43	24,56	32,227	14	23,9	–14,25
2011	nov.	2	2116	188,46	4,32	24,39	32,235	14	27,8	–14,57
2011	nov.	3	2116	175,27	4,22	24,21	32,243	14	31,8	–14,89
2011	nov.	4	2116	162,09	4,12	24,03	32,252	14	35,7	–15,20
2011	nov.	5	2116	148,90	4,01	23,84	32,260	14	39,7	–15,51
2011	nov.	6	2116	135,71	3,91	23,64	32,268	14	43,6	–15,82
2011	nov.	7	2116	122,52	3,80	23,43	32,276	14	47,6	–16,12
2011	nov.	8	2116	109,34	3,69	23,22	32,284	14	51,6	–16,41
2011	nov.	9	2116	96,15	3,58	23,00	32,292	14	55,6	–16,70
2011	nov.	10	2116	82,96	3,47	22,77	32,299	14	59,6	–16,99
2011	nov.	11	2116	69,77	3,36	22,53	32,307	15	3,7	–17,27
2011	nov.	12	2116	56,59	3,25	22,28	32,315	15	7,7	–17,55
2011	nov.	13	2116	43,46	3,13	22,03	32,322	15	11,8	–17,82
2011	nov.	14	2116	30,28	3,02	21,77	32,330	15	15,9	–18,08
2011	nov.	15	2116	17,09	2,90	21,50	32,337	15	20,0	–18,35
2011	nov.	16	2116	3,91	2,78	21,22	32,344	15	24,1	–18,60
2011	nov.	17	2117	350,72	2,67	20,94	32,351	15	28,2	–18,85
2011	nov.	18	2117	337,54	2,55	20,65	32,358	15	32,4	–19,09
2011	nov.	19	2117	324,35	2,43	20,35	32,365	15	36,5	–19,33
2011	nov.	20	2117	311,17	2,31	20,05	32,372	15	40,7	–19,57
2011	nov.	21	2117	297,98	2,19	19,73	32,379	15	44,8	–19,79
2011	nov.	22	2117	284,80	2,06	19,41	32,385	15	49,0	–20,01
2011	nov.	23	2117	271,61	1,94	19,09	32,391	15	53,2	–20,23
2011	nov.	24	2117	258,43	1,82	18,75	32,398	15	57,5	–20,44
2011	nov.	25	2117	245,25	1,69	18,41	32,404	16	1,7	–20,64
2011	nov.	26	2117	232,06	1,57	18,07	32,410	16	5,9	–20,84
2011	nov.	27	2117	218,88	1,44	17,71	32,416	16	10,2	–21,03
2011	nov.	28	2117	205,70	1,32	17,35	32,422	16	14,5	–21,21
2011	nov.	29	2117	192,51	1,19	16,99	32,427	16	18,7	–21,39
2011	nov.	30	2117	179,33	1,07	16,61	32,433	16	23,0	–21,56
2011	dic.	1	2117	166,15	0,94	16,23	32,438	16	27,3	–21,72
2011	dic.	2	2117	152,97	0,81	15,85	32,444	16	31,6	–21,87
2011	dic.	3	2117	139,85	0,69	15,46	32,449	16	36,0	–22,02
2011	dic.	4	2117	126,67	0,56	15,06	32,454	16	40,3	–22,16
2011	dic.	5	2117	113,48	0,43	14,66	32,459	16	44,7	–22,30
2011	dic.	6	2117	100,30	0,30	14,25	32,463	16	49,0	–22,43
2011	dic.	7	2117	87,12	0,18	13,84	32,468	16	53,4	–22,55
2011	dic.	8	2117	73,94	0,05	13,42	32,472	16	57,7	–22,66
2011	dic.	9	2117	60,76	–0,08	13,00	32,476	17	2,1	–22,76
2011	dic.	10	2117	47,58	–0,21	12,57	32,481	17	6,5	–22,86
2011	dic.	11	2117	34,40	–0,34	12,14	32,485	17	10,9	–22,95
2011	dic.	12	2117	21,22	–0,47	11,70	32,488	17	15,3	–23,04
2011	dic.	13	2117	8,04	–0,59	11,26	32,492	17	19,7	–23,11
2011	dic.	14	2118	354,86	–0,72	10,82	32,495	17	24,1	–23,18
2011	dic.	15	2118	341,68	–0,85	10,37	32,499	17	28,5	–23,24
2011	dic.	16	2118	328,51	–0,98	9,91	32,502	17	33,0	–23,29
2011	dic.	17	2118	315,33	–1,10	9,46	32,505	17	37,4	–23,34
2011	dic.	18	2118	302,15	–1,23	9,00	32,508	17	41,8	–23,37
2011	dic.	19	2118	288,97	–1,36	8,54	32,511	17	46,2	–23,40
2011	dic.	20	2118	275,79	–1,48	8,07	32,513	17	50,7	–23,42

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2011	dic.	21	2118	262,62	–1,61	7,60	32,516	17	55,1	–23,44
2011	dic.	22	2118	249,44	–1,73	7,13	32,518	17	59,5	–23,44
2011	dic.	23	2118	236,32	–1,86	6,66	32,520	18	4,0	–23,44
2011	dic.	24	2118	223,15	–1,98	6,18	32,522	18	8,4	–23,43
2011	dic.	25	2118	209,97	–2,10	5,71	32,523	18	12,9	–23,41
2011	dic.	26	2118	196,80	–2,23	5,23	32,525	18	17,3	–23,39
2011	dic.	27	2118	183,62	–2,35	4,75	32,526	18	21,7	–23,35
2011	dic.	28	2118	170,44	–2,47	4,27	32,528	18	26,2	–23,31
2011	dic.	29	2118	157,27	–2,59	3,78	32,529	18	30,6	–23,26
2011	dic.	30	2118	144,09	–2,71	3,30	32,529	18	35,0	–23,20
2011	dic.	31	2118	130,92	–2,83	2,82	32,530	18	39,4	–23,14
2012	gen.	1	2118	117,74	–2,95	2,33	32,531	18	43,9	–23,07
2012	gen.	2	2118	104,57	–3,06	1,85	32,531	18	48,3	–22,99
2012	gen.	3	2118	91,40	–3,18	1,36	32,531	18	52,7	–22,90
2012	gen.	4	2118	78,22	–3,30	0,88	32,531	18	57,1	–22,80
2012	gen.	5	2118	65,05	–3,41	0,39	32,531	19	1,5	–22,70
2012	gen.	6	2118	51,88	–3,52	–0,09	32,531	19	5,9	–22,59
2012	gen.	7	2118	38,70	–3,63	–0,57	32,530	19	10,2	–22,47
2012	gen.	8	2118	25,53	–3,75	–1,06	32,530	19	14,6	–22,35
2012	gen.	9	2118	12,36	–3,85	–1,54	32,529	19	19,0	–22,21
2012	gen.	10	2119	359,18	–3,96	–2,02	32,528	19	23,3	–22,08
2012	gen.	11	2119	346,01	–4,07	–2,49	32,527	19	27,7	–21,93
2012	gen.	12	2119	332,90	–4,18	–2,97	32,526	19	32,0	–21,77
2012	gen.	13	2119	319,73	–4,28	–3,45	32,524	19	36,4	–21,61
2012	gen.	14	2119	306,56	–4,38	–3,92	32,523	19	40,7	–21,45
2012	gen.	15	2119	293,39	–4,49	–4,39	32,521	19	45,0	–21,27
2012	gen.	16	2119	280,22	–4,59	–4,86	32,519	19	49,3	–21,09
2012	gen.	17	2119	267,04	–4,69	–5,32	32,517	19	53,6	–20,90
2012	gen.	18	2119	253,87	–4,78	–5,79	32,514	19	57,8	–20,70
2012	gen.	19	2119	240,70	–4,88	–6,25	32,512	20	2,1	–20,50
2012	gen.	20	2119	227,53	–4,97	–6,71	32,509	20	6,3	–20,29
2012	gen.	21	2119	214,36	–5,07	–7,16	32,506	20	10,6	–20,08
2012	gen.	22	2119	201,19	–5,16	–7,61	32,503	20	14,8	–19,86
2012	gen.	23	2119	188,02	–5,25	–8,06	32,500	20	19,0	–19,63
2012	gen.	24	2119	174,85	–5,33	–8,50	32,497	20	23,2	–19,40
2012	gen.	25	2119	161,68	–5,42	–8,95	32,494	20	27,4	–19,16
2012	gen.	26	2119	148,51	–5,51	–9,38	32,490	20	31,6	–18,92
2012	gen.	27	2119	135,34	–5,59	–9,82	32,486	20	35,7	–18,67
2012	gen.	28	2119	122,17	–5,67	–10,25	32,483	20	39,9	–18,41
2012	gen.	29	2119	109,00	–5,75	–10,67	32,478	20	44,0	–18,15
2012	gen.	30	2119	95,83	–5,83	–11,09	32,474	20	48,1	–17,88
2012	gen.	31	2119	82,66	–5,90	–11,51	32,470	20	52,3	–17,61
2012	feb.	1	2119	69,55	–5,98	–11,92	32,465	20	56,3	–17,33
2012	feb.	2	2119	56,38	–6,05	–12,33	32,461	20	60,4	–17,05
2012	feb.	3	2119	43,21	–6,12	–12,73	32,456	21	4,5	–16,76
2012	feb.	4	2119	30,04	–6,19	–13,13	32,451	21	8,5	–16,47
2012	feb.	5	2119	16,87	–6,25	–13,53	32,446	21	12,6	–16,17
2012	feb.	6	2119	3,70	–6,32	–13,92	32,441	21	16,6	–15,87
2012	feb.	7	2120	350,53	–6,38	–14,30	32,436	21	20,6	–15,56
2012	feb.	8	2120	337,36	–6,44	–14,68	32,430	21	24,6	–15,25

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2012	feb.	9	2120	324,19	–6,50	–15,05	32,425	21	28,6	–14,93
2012	feb.	10	2120	311,02	–6,55	–15,42	32,419	21	32,6	–14,61
2012	feb.	11	2120	297,85	–6,61	–15,78	32,413	21	36,5	–14,29
2012	feb.	12	2120	284,68	–6,66	–16,14	32,407	21	40,5	–13,96
2012	feb.	13	2120	271,51	–6,71	–16,50	32,401	21	44,4	–13,63
2012	feb.	14	2120	258,34	–6,75	–16,84	32,395	21	48,3	–13,30
2012	feb.	15	2120	245,17	–6,80	–17,19	32,388	21	52,3	–12,96
2012	feb.	16	2120	232,00	–6,84	–17,52	32,382	21	56,2	–12,61
2012	feb.	17	2120	218,83	–6,88	–17,85	32,375	21	60,0	–12,27
2012	feb.	18	2120	205,65	–6,92	–18,18	32,368	22	3,9	–11,92
2012	feb.	19	2120	192,48	–6,96	–18,50	32,362	22	7,8	–11,57
2012	feb.	20	2120	179,31	–7,00	–18,81	32,355	22	11,6	–11,21
2012	feb.	21	2120	166,20	–7,03	–19,12	32,348	22	15,5	–10,85
2012	feb.	22	2120	153,03	–7,06	–19,42	32,340	22	19,3	–10,49
2012	feb.	23	2120	139,85	–7,09	–19,72	32,333	22	23,1	–10,13
2012	feb.	24	2120	126,68	–7,11	–20,01	32,326	22	26,9	–9,76
2012	feb.	25	2120	113,51	–7,14	–20,29	32,318	22	30,7	–9,39
2012	feb.	26	2120	100,33	–7,16	–20,57	32,311	22	34,5	–9,02
2012	feb.	27	2120	87,16	–7,18	–20,84	32,303	22	38,3	–8,65
2012	feb.	28	2120	73,98	–7,19	–21,10	32,295	22	42,1	–8,27
2012	feb.	29	2120	60,81	–7,21	–21,36	32,288	22	45,8	–7,90
2012	mar.	1	2120	47,63	–7,22	–21,62	32,280	22	49,6	–7,52
2012	mar.	2	2120	34,46	–7,23	–21,86	32,272	22	53,3	–7,14
2012	mar.	3	2120	21,28	–7,24	–22,10	32,264	22	57,1	–6,75
2012	mar.	4	2120	8,11	–7,24	–22,34	32,256	23	0,8	–6,37
2012	mar.	5	2121	354,93	–7,25	–22,56	32,247	23	4,5	–5,98
2012	mar.	6	2121	341,75	–7,25	–22,79	32,239	23	8,2	–5,60
2012	mar.	7	2121	328,57	–7,25	–23,00	32,231	23	11,9	–5,21
2012	mar.	8	2121	315,39	–7,25	–23,21	32,222	23	15,6	–4,82
2012	mar.	9	2121	302,21	–7,24	–23,41	32,214	23	19,3	–4,43
2012	mar.	10	2121	289,03	–7,23	–23,60	32,205	23	23,0	–4,03
2012	mar.	11	2121	275,85	–7,22	–23,79	32,197	23	26,7	–3,64
2012	mar.	12	2121	262,73	–7,21	–23,97	32,188	23	30,4	–3,25
2012	mar.	13	2121	249,55	–7,20	–24,15	32,179	23	34,0	–2,85
2012	mar.	14	2121	236,37	–7,18	–24,32	32,170	23	37,7	–2,46
2012	mar.	15	2121	223,19	–7,16	–24,48	32,162	23	41,4	–2,06
2012	mar.	16	2121	210,01	–7,14	–24,63	32,153	23	45,0	–1,67
2012	mar.	17	2121	196,82	–7,12	–24,78	32,144	23	48,7	–1,27
2012	mar.	18	2121	183,64	–7,09	–24,92	32,135	23	52,4	–0,88
2012	mar.	19	2121	170,45	–7,07	–25,06	32,126	23	56,0	–0,48
2012	mar.	20	2121	157,26	–7,04	–25,19	32,117	23	59,7	–0,09
2012	mar.	21	2121	144,08	–7,01	–25,31	32,108	00	3,3	0,31
2012	mar.	22	2121	130,89	–6,97	–25,42	32,099	00	6,9	0,70
2012	mar.	23	2121	117,70	–6,94	–25,53	32,090	00	10,6	1,10
2012	mar.	24	2121	104,51	–6,90	–25,63	32,080	00	14,2	1,49
2012	mar.	25	2121	91,32	–6,86	–25,72	32,071	00	17,9	1,89
2012	mar.	26	2121	78,13	–6,82	–25,80	32,062	00	21,5	2,28
2012	mar.	27	2121	64,94	–6,78	–25,88	32,053	00	25,2	2,67
2012	mar.	28	2121	51,75	–6,73	–25,95	32,044	00	28,8	3,06
2012	mar.	29	2121	38,56	–6,68	–26,02	32,034	00	32,4	3,45

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2012	mar.	30	2121	25,37	–6,63	–26,08	32,025	00	36,1	3,84
2012	mar.	31	2121	12,17	–6,58	–26,13	32,016	00	39,7	4,23
2012	apr.	1	2122	358,98	–6,53	–26,17	32,007	00	43,4	4,62
2012	apr.	2	2122	345,84	–6,47	–26,21	31,998	00	47,0	5,00
2012	apr.	3	2122	332,65	–6,41	–26,23	31,988	00	50,7	5,39
2012	apr.	4	2122	319,45	–6,36	–26,26	31,979	00	54,3	5,77
2012	apr.	5	2122	306,25	–6,29	–26,27	31,970	00	58,0	6,15
2012	apr.	6	2122	293,05	–6,23	–26,28	31,961	01	1,6	6,53
2012	apr.	7	2122	279,85	–6,17	–26,28	31,952	01	5,3	6,90
2012	apr.	8	2122	266,65	–6,10	–26,27	31,943	01	9,0	7,28
2012	apr.	9	2122	253,45	–6,03	–26,25	31,933	01	12,6	7,65
2012	apr.	10	2122	240,25	–5,96	–26,23	31,924	01	16,3	8,02
2012	apr.	11	2122	227,05	–5,89	–26,20	31,915	01	20,0	8,39
2012	apr.	12	2122	213,84	–5,82	–26,16	31,906	01	23,7	8,76
2012	apr.	13	2122	200,64	–5,74	–26,12	31,897	01	27,4	9,12
2012	apr.	14	2122	187,43	–5,67	–26,07	31,888	01	31,1	9,48
2012	apr.	15	2122	174,23	–5,59	–26,01	31,879	01	34,8	9,84
2012	apr.	16	2122	161,02	–5,51	–25,94	31,870	01	38,5	10,20
2012	apr.	17	2122	147,81	–5,43	–25,87	31,862	01	42,2	10,55
2012	apr.	18	2122	134,60	–5,34	–25,79	31,853	01	45,9	10,90
2012	apr.	19	2122	121,39	–5,26	–25,70	31,844	01	49,6	11,25
2012	apr.	20	2122	108,18	–5,17	–25,60	31,835	01	53,4	11,59
2012	apr.	21	2122	94,97	–5,09	–25,50	31,827	01	57,1	11,93
2012	apr.	22	2122	81,82	–5,00	–25,39	31,818	02	0,8	12,27
2012	apr.	23	2122	68,61	–4,91	–25,27	31,809	02	4,6	12,60
2012	apr.	24	2122	55,40	–4,82	–25,15	31,801	02	8,4	12,93
2012	apr.	25	2122	42,18	–4,72	–25,02	31,793	02	12,1	13,26
2012	apr.	26	2122	28,97	–4,63	–24,88	31,784	02	15,9	13,58
2012	apr.	27	2122	15,75	–4,53	–24,73	31,776	02	19,7	13,90
2012	apr.	28	2122	2,54	–4,44	–24,57	31,768	02	23,5	14,22
2012	apr.	29	2123	349,32	–4,34	–24,41	31,759	02	27,3	14,53
2012	apr.	30	2123	336,10	–4,24	–24,24	31,751	02	31,1	14,84
2012	mag.	1	2123	322,88	–4,14	–24,07	31,743	02	34,9	15,14
2012	mag.	2	2123	309,66	–4,04	–23,88	31,735	02	38,7	15,44
2012	mag.	3	2123	296,44	–3,94	–23,69	31,728	02	42,6	15,74
2012	mag.	4	2123	283,22	–3,83	–23,49	31,720	02	46,4	16,03
2012	mag.	5	2123	270,00	–3,73	–23,29	31,712	02	50,3	16,31
2012	mag.	6	2123	256,77	–3,62	–23,08	31,704	02	54,1	16,60
2012	mag.	7	2123	243,55	–3,52	–22,86	31,697	02	58,0	16,87
2012	mag.	8	2123	230,33	–3,41	–22,63	31,689	03	1,9	17,15
2012	mag.	9	2123	217,10	–3,30	–22,40	31,682	03	5,8	17,42
2012	mag.	10	2123	203,88	–3,19	–22,16	31,675	03	9,7	17,68
2012	mag.	11	2123	190,65	–3,08	–21,91	31,668	03	13,6	17,94
2012	mag.	12	2123	177,49	–2,97	–21,66	31,661	03	17,5	18,19
2012	mag.	13	2123	164,26	–2,86	–21,40	31,654	03	21,5	18,44
2012	mag.	14	2123	151,03	–2,75	–21,13	31,647	03	25,4	18,68
2012	mag.	15	2123	137,80	–2,63	–20,86	31,640	03	29,4	18,92
2012	mag.	16	2123	124,57	–2,52	–20,58	31,633	03	33,3	19,15
2012	mag.	17	2123	111,34	–2,41	–20,30	31,627	03	37,3	19,38
2012	mag.	18	2123	98,11	–2,29	–20,00	31,620	03	41,3	19,60

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2012	mag.	19	2123	84,88	–2,17	–19,70	31,614	03	45,2	19,81
2012	mag.	20	2123	71,65	–2,06	–19,40	31,608	03	49,2	20,03
2012	mag.	21	2123	58,42	–1,94	–19,09	31,602	03	53,2	20,23
2012	mag.	22	2123	45,19	–1,82	–18,77	31,596	03	57,3	20,43
2012	mag.	23	2123	31,95	–1,71	–18,45	31,590	04	1,3	20,62
2012	mag.	24	2123	18,72	–1,59	–18,12	31,584	04	5,3	20,81
2012	mag.	25	2123	5,49	–1,47	–17,78	31,578	04	9,4	20,99
2012	mag.	26	2124	352,25	–1,35	–17,44	31,573	04	13,4	21,16
2012	mag.	27	2124	339,02	–1,23	–17,10	31,568	04	17,5	21,33
2012	mag.	28	2124	325,78	–1,11	–16,75	31,562	04	21,5	21,50
2012	mag.	29	2124	312,55	–0,99	–16,39	31,557	04	25,6	21,65
2012	mag.	30	2124	299,31	–0,87	–16,03	31,552	04	29,7	21,80
2012	mag.	31	2124	286,07	–0,75	–15,66	31,547	04	33,7	21,95
2012	giu.	1	2124	272,90	–0,63	–15,29	31,542	04	37,8	22,08
2012	giu.	2	2124	259,66	–0,51	–14,91	31,538	04	41,9	22,22
2012	giu.	3	2124	246,42	–0,39	–14,53	31,533	04	46,0	22,34
2012	giu.	4	2124	233,19	–0,27	–14,14	31,529	04	50,1	22,46
2012	giu.	5	2124	219,95	–0,15	–13,75	31,525	04	54,3	22,57
2012	giu.	6	2124	206,71	–0,03	–13,36	31,520	04	58,4	22,68
2012	giu.	7	2124	193,47	0,09	–12,96	31,516	05	2,5	22,77
2012	giu.	8	2124	180,23	0,21	–12,56	31,513	05	6,6	22,87
2012	giu.	9	2124	166,99	0,33	–12,15	31,509	05	10,8	22,95
2012	giu.	10	2124	153,75	0,45	–11,74	31,505	05	14,9	23,03
2012	giu.	11	2124	140,51	0,57	–11,33	31,502	05	19,1	23,10
2012	giu.	12	2124	127,27	0,69	–10,91	31,498	05	23,2	23,17
2012	giu.	13	2124	114,03	0,81	–10,49	31,495	05	27,3	23,22
2012	giu.	14	2124	100,79	0,93	–10,06	31,492	05	31,5	23,28
2012	giu.	15	2124	87,55	1,05	–9,64	31,489	05	35,7	23,32
2012	giu.	16	2124	74,31	1,17	–9,21	31,487	05	39,8	23,36
2012	giu.	17	2124	61,07	1,29	–8,77	31,484	05	44,0	23,39
2012	giu.	18	2124	47,83	1,41	–8,34	31,482	05	48,1	23,41
2012	giu.	19	2124	34,59	1,53	–7,90	31,479	05	52,3	23,43
2012	giu.	20	2124	21,35	1,64	–7,46	31,477	05	56,4	23,44
2012	giu.	21	2124	8,17	1,76	–7,02	31,475	06	0,6	23,44
2012	giu.	22	2125	354,93	1,88	–6,58	31,473	06	4,8	23,44
2012	giu.	23	2125	341,69	1,99	–6,13	31,471	06	8,9	23,43
2012	giu.	24	2125	328,45	2,11	–5,68	31,470	06	13,1	23,41
2012	giu.	25	2125	315,21	2,22	–5,24	31,468	06	17,2	23,39
2012	giu.	26	2125	301,97	2,34	–4,79	31,467	06	21,4	23,35
2012	giu.	27	2125	288,73	2,45	–4,34	31,466	06	25,5	23,32
2012	giu.	28	2125	275,49	2,56	–3,89	31,465	06	29,7	23,27
2012	giu.	29	2125	262,25	2,68	–3,43	31,464	06	33,8	23,22
2012	giu.	30	2125	249,01	2,79	–2,98	31,463	06	37,9	23,16
2012	lug.	1	2125	235,77	2,90	–2,53	31,463	06	42,1	23,10
2012	lug.	2	2125	222,53	3,01	–2,07	31,462	06	46,2	23,03
2012	lug.	3	2125	209,29	3,12	–1,62	31,462	06	50,3	22,95
2012	lug.	4	2125	196,05	3,23	–1,17	31,462	06	54,5	22,86
2012	lug.	5	2125	182,81	3,33	–0,71	31,462	06	58,6	22,77
2012	lug.	6	2125	169,57	3,44	–0,26	31,462	07	2,7	22,67
2012	lug.	7	2125	156,33	3,55	0,19	31,462	07	6,8	22,57

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2012	lug.	8	2125	143,09	3,65	0,64	31,463	07	10,9	22,46
2012	lug.	9	2125	129,85	3,75	1,09	31,463	07	15,0	22,34
2012	lug.	10	2125	116,61	3,86	1,54	31,464	07	19,1	22,21
2012	lug.	11	2125	103,44	3,96	1,99	31,465	07	23,1	22,08
2012	lug.	12	2125	90,20	4,06	2,44	31,466	07	27,2	21,95
2012	lug.	13	2125	76,96	4,16	2,89	31,467	07	31,3	21,80
2012	lug.	14	2125	63,73	4,25	3,33	31,469	07	35,3	21,65
2012	lug.	15	2125	50,49	4,35	3,77	31,470	07	39,4	21,50
2012	lug.	16	2125	37,25	4,45	4,22	31,472	07	43,4	21,34
2012	lug.	17	2125	24,02	4,54	4,66	31,474	07	47,4	21,17
2012	lug.	18	2125	10,78	4,64	5,09	31,476	07	51,4	20,99
2012	lug.	19	2126	357,55	4,73	5,53	31,478	07	55,4	20,81
2012	lug.	20	2126	344,31	4,82	5,96	31,480	07	59,5	20,63
2012	lug.	21	2126	331,08	4,91	6,39	31,482	08	3,4	20,44
2012	lug.	22	2126	317,85	5,00	6,82	31,485	08	7,4	20,24
2012	lug.	23	2126	304,61	5,08	7,25	31,487	08	11,4	20,04
2012	lug.	24	2126	291,38	5,17	7,67	31,490	08	15,4	19,83
2012	lug.	25	2126	278,15	5,25	8,09	31,493	08	19,3	19,62
2012	lug.	26	2126	264,91	5,33	8,51	31,496	08	23,3	19,40
2012	lug.	27	2126	251,68	5,42	8,92	31,499	08	27,2	19,17
2012	lug.	28	2126	238,45	5,50	9,33	31,503	08	31,1	18,94
2012	lug.	29	2126	225,22	5,57	9,74	31,506	08	35,0	18,71
2012	lug.	30	2126	211,99	5,65	10,15	31,510	08	38,9	18,47
2012	lug.	31	2126	198,82	5,73	10,55	31,514	08	42,8	18,22
2012	ago.	1	2126	185,59	5,80	10,95	31,517	08	46,7	17,97
2012	ago.	2	2126	172,36	5,87	11,34	31,522	08	50,6	17,72
2012	ago.	3	2126	159,14	5,94	11,73	31,526	08	54,5	17,46
2012	ago.	4	2126	145,91	6,01	12,12	31,530	08	58,3	17,20
2012	ago.	5	2126	132,68	6,08	12,50	31,534	09	2,2	16,93
2012	ago.	6	2126	119,45	6,14	12,88	31,539	09	6,0	16,65
2012	ago.	7	2126	106,23	6,21	13,25	31,544	09	9,8	16,37
2012	ago.	8	2126	93,00	6,27	13,63	31,548	09	13,6	16,09
2012	ago.	9	2126	79,78	6,33	13,99	31,553	09	17,4	15,81
2012	ago.	10	2126	66,55	6,39	14,36	31,558	09	21,2	15,51
2012	ago.	11	2126	53,33	6,44	14,71	31,564	09	25,0	15,22
2012	ago.	12	2126	40,11	6,50	15,07	31,569	09	28,8	14,92
2012	ago.	13	2126	26,88	6,55	15,42	31,574	09	32,6	14,62
2012	ago.	14	2126	13,66	6,60	15,76	31,580	09	36,3	14,31
2012	ago.	15	2126	0,44	6,65	16,10	31,586	09	40,1	14,00
2012	ago.	16	2127	347,22	6,70	16,44	31,591	09	43,8	13,68
2012	ago.	17	2127	334,00	6,74	16,77	31,597	09	47,5	13,37
2012	ago.	18	2127	320,78	6,79	17,10	31,603	09	51,3	13,04
2012	ago.	19	2127	307,56	6,83	17,42	31,610	09	55,0	12,72
2012	ago.	20	2127	294,34	6,87	17,74	31,616	09	58,7	12,39
2012	ago.	21	2127	281,18	6,91	18,05	31,622	10	2,4	12,06
2012	ago.	22	2127	267,96	6,94	18,36	31,629	10	6,1	11,72
2012	ago.	23	2127	254,75	6,98	18,66	31,635	10	9,8	11,39
2012	ago.	24	2127	241,53	7,01	18,96	31,642	10	13,4	11,04
2012	ago.	25	2127	228,31	7,04	19,25	31,649	10	17,1	10,70
2012	ago.	26	2127	215,10	7,07	19,53	31,656	10	20,8	10,35

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2012	ago.	27	2127	201,88	7,10	19,82	31,663	10	24,4	10,00
2012	ago.	28	2127	188,67	7,12	20,09	31,670	10	28,1	9,65
2012	ago.	29	2127	175,46	7,14	20,36	31,677	10	31,7	9,30
2012	ago.	30	2127	162,24	7,16	20,63	31,684	10	35,4	8,94
2012	ago.	31	2127	149,03	7,18	20,89	31,691	10	39,0	8,58
2012	set.	1	2127	135,82	7,20	21,14	31,699	10	42,6	8,22
2012	set.	2	2127	122,61	7,21	21,39	31,706	10	46,3	7,85
2012	set.	3	2127	109,40	7,22	21,64	31,714	10	49,9	7,49
2012	set.	4	2127	96,18	7,23	21,87	31,722	10	53,5	7,12
2012	set.	5	2127	82,97	7,24	22,10	31,730	10	57,1	6,75
2012	set.	6	2127	69,77	7,24	22,33	31,738	11	0,7	6,38
2012	set.	7	2127	56,56	7,25	22,55	31,745	11	4,3	6,00
2012	set.	8	2127	43,35	7,25	22,77	31,754	11	7,9	5,63
2012	set.	9	2127	30,14	7,25	22,98	31,762	11	11,5	5,25
2012	set.	10	2127	17,00	7,25	23,18	31,770	11	15,1	4,87
2012	set.	11	2127	3,79	7,24	23,38	31,778	11	18,7	4,49
2012	set.	12	2128	350,58	7,23	23,57	31,786	11	22,3	4,11
2012	set.	13	2128	337,38	7,23	23,75	31,795	11	25,9	3,73
2012	set.	14	2128	324,17	7,21	23,93	31,803	11	29,5	3,34
2012	set.	15	2128	310,97	7,20	24,10	31,812	11	33,1	2,96
2012	set.	16	2128	297,76	7,19	24,27	31,820	11	36,7	2,57
2012	set.	17	2128	284,56	7,17	24,43	31,829	11	40,2	2,19
2012	set.	18	2128	271,35	7,15	24,58	31,838	11	43,8	1,80
2012	set.	19	2128	258,15	7,13	24,73	31,846	11	47,4	1,41
2012	set.	20	2128	244,95	7,10	24,87	31,855	11	51,0	1,02
2012	set.	21	2128	231,75	7,08	25,01	31,864	11	54,6	0,63
2012	set.	22	2128	218,55	7,05	25,13	31,873	11	58,2	0,24
2012	set.	23	2128	205,34	7,02	25,26	31,882	12	1,8	–0,15
2012	set.	24	2128	192,14	6,99	25,37	31,891	12	5,4	–0,53
2012	set.	25	2128	178,94	6,95	25,48	31,900	12	9,0	–0,92
2012	set.	26	2128	165,74	6,92	25,58	31,909	12	12,6	–1,31
2012	set.	27	2128	152,54	6,88	25,68	31,918	12	16,2	–1,70
2012	set.	28	2128	139,34	6,84	25,76	31,927	12	19,8	–2,09
2012	set.	29	2128	126,15	6,80	25,85	31,936	12	23,4	–2,48
2012	set.	30	2128	113,01	6,75	25,92	31,945	12	27,0	–2,87
2012	ott.	1	2128	99,81	6,71	25,99	31,954	12	30,6	–3,26
2012	ott.	2	2128	86,61	6,66	26,05	31,963	12	34,3	–3,65
2012	ott.	3	2128	73,42	6,61	26,10	31,973	12	37,9	–4,04
2012	ott.	4	2128	60,22	6,56	26,15	31,982	12	41,5	–4,42
2012	ott.	5	2128	47,02	6,50	26,19	31,991	12	45,2	–4,81
2012	ott.	6	2128	33,83	6,44	26,22	32,000	12	48,8	–5,19
2012	ott.	7	2128	20,63	6,39	26,24	32,009	12	52,5	–5,58
2012	ott.	8	2128	7,44	6,33	26,26	32,019	12	56,1	–5,96
2012	ott.	9	2129	354,24	6,26	26,27	32,028	12	59,8	–6,34
2012	ott.	10	2129	341,05	6,20	26,28	32,037	13	3,5	–6,72
2012	ott.	11	2129	327,85	6,13	26,27	32,046	13	7,2	–7,10
2012	ott.	12	2129	314,66	6,07	26,26	32,055	13	10,9	–7,47
2012	ott.	13	2129	301,46	6,00	26,24	32,065	13	14,6	–7,85
2012	ott.	14	2129	288,27	5,93	26,22	32,074	13	18,3	–8,22
2012	ott.	15	2129	275,08	5,85	26,18	32,083	13	22,0	–8,59

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2012	ott.	16	2129	261,88	5,78	26,14	32,092	13	25,7	–8,96
2012	ott.	17	2129	248,69	5,70	26,09	32,101	13	29,5	–9,33
2012	ott.	18	2129	235,50	5,62	26,03	32,110	13	33,2	–9,69
2012	ott.	19	2129	222,31	5,54	25,97	32,119	13	37,0	–10,05
2012	ott.	20	2129	209,18	5,46	25,90	32,128	13	40,7	–10,41
2012	ott.	21	2129	195,99	5,38	25,82	32,137	13	44,5	–10,77
2012	ott.	22	2129	182,79	5,29	25,73	32,146	13	48,3	–11,12
2012	ott.	23	2129	169,60	5,20	25,64	32,155	13	52,1	–11,48
2012	ott.	24	2129	156,41	5,11	25,53	32,164	13	55,9	–11,82
2012	ott.	25	2129	143,22	5,02	25,42	32,173	13	59,8	–12,17
2012	ott.	26	2129	130,03	4,93	25,30	32,182	14	3,6	–12,51
2012	ott.	27	2129	116,84	4,84	25,18	32,190	14	7,4	–12,85
2012	ott.	28	2129	103,65	4,74	25,04	32,199	14	11,3	–13,19
2012	ott.	29	2129	90,46	4,65	24,90	32,208	14	15,2	–13,52
2012	ott.	30	2129	77,27	4,55	24,75	32,216	14	19,1	–13,85
2012	ott.	31	2129	64,08	4,45	24,59	32,225	14	23,0	–14,18
2012	nov.	1	2129	50,89	4,35	24,43	32,233	14	26,9	–14,50
2012	nov.	2	2129	37,71	4,25	24,26	32,241	14	30,8	–14,81
2012	nov.	3	2129	24,52	4,15	24,07	32,250	14	34,7	–15,13
2012	nov.	4	2129	11,33	4,04	23,88	32,258	14	38,7	–15,44
2012	nov.	5	2130	358,14	3,94	23,69	32,266	14	42,7	–15,74
2012	nov.	6	2130	344,95	3,83	23,48	32,274	14	46,6	–16,04
2012	nov.	7	2130	331,77	3,72	23,27	32,282	14	50,6	–16,34
2012	nov.	8	2130	318,58	3,61	23,05	32,290	14	54,6	–16,63
2012	nov.	9	2130	305,46	3,50	22,82	32,298	14	58,7	–16,92
2012	nov.	10	2130	292,27	3,39	22,59	32,305	15	2,7	–17,20
2012	nov.	11	2130	279,08	3,28	22,34	32,313	15	6,7	–17,48
2012	nov.	12	2130	265,90	3,16	22,09	32,320	15	10,8	–17,75
2012	nov.	13	2130	252,71	3,05	21,83	32,328	15	14,9	–18,02
2012	nov.	14	2130	239,52	2,93	21,57	32,335	15	19,0	–18,28
2012	nov.	15	2130	226,34	2,81	21,29	32,342	15	23,1	–18,54
2012	nov.	16	2130	213,15	2,70	21,01	32,350	15	27,2	–18,79
2012	nov.	17	2130	199,97	2,58	20,72	32,357	15	31,3	–19,04
2012	nov.	18	2130	186,78	2,46	20,42	32,363	15	35,5	–19,28
2012	nov.	19	2130	173,60	2,34	20,12	32,370	15	39,7	–19,51
2012	nov.	20	2130	160,41	2,22	19,81	32,377	15	43,8	–19,74
2012	nov.	21	2130	147,23	2,09	19,49	32,383	15	48,0	–19,96
2012	nov.	22	2130	134,04	1,97	19,17	32,390	15	52,2	–20,18
2012	nov.	23	2130	120,86	1,85	18,84	32,396	15	56,4	–20,39
2012	nov.	24	2130	107,68	1,73	18,50	32,402	16	0,7	–20,59
2012	nov.	25	2130	94,49	1,60	18,15	32,409	16	4,9	–20,79
2012	nov.	26	2130	81,31	1,48	17,80	32,415	16	9,2	–20,98
2012	nov.	27	2130	68,13	1,35	17,44	32,420	16	13,4	–21,17
2012	nov.	28	2130	54,94	1,23	17,08	32,426	16	17,7	–21,34
2012	nov.	29	2130	41,82	1,10	16,70	32,432	16	22,0	–21,51
2012	nov.	30	2130	28,64	0,97	16,33	32,437	16	26,3	–21,68
2012	dic.	1	2130	15,46	0,85	15,94	32,442	16	30,6	–21,84
2012	dic.	2	2130	2,28	0,72	15,55	32,447	16	34,9	–21,99
2012	dic.	3	2131	349,10	0,59	15,16	32,453	16	39,3	–22,13
2012	dic.	4	2131	335,91	0,46	14,76	32,457	16	43,6	–22,27

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2012	dic.	5	2131	322,73	0,34	14,35	32,462	16	48,0	–22,40
2012	dic.	6	2131	309,55	0,21	13,94	32,467	16	52,3	–22,52
2012	dic.	7	2131	296,37	0,08	13,52	32,471	16	56,7	–22,63
2012	dic.	8	2131	283,19	–0,05	13,10	32,475	17	1,1	–22,74
2012	dic.	9	2131	270,01	–0,18	12,67	32,480	17	5,4	–22,84
2012	dic.	10	2131	256,83	–0,30	12,24	32,484	17	9,8	–22,93
2012	dic.	11	2131	243,65	–0,43	11,81	32,487	17	14,2	–23,02
2012	dic.	12	2131	230,47	–0,56	11,37	32,491	17	18,6	–23,09
2012	dic.	13	2131	217,29	–0,69	10,92	32,495	17	23,0	–23,16
2012	dic.	14	2131	204,11	–0,82	10,48	32,498	17	27,5	–23,23
2012	dic.	15	2131	190,93	–0,94	10,02	32,501	17	31,9	–23,28
2012	dic.	16	2131	177,76	–1,07	9,57	32,504	17	36,3	–23,33
2012	dic.	17	2131	164,58	–1,20	9,11	32,507	17	40,7	–23,36
2012	dic.	18	2131	151,40	–1,32	8,65	32,510	17	45,2	–23,40
2012	dic.	19	2131	138,29	–1,45	8,18	32,513	17	49,6	–23,42
2012	dic.	20	2131	125,11	–1,58	7,72	32,515	17	54,0	–23,43
2012	dic.	21	2131	111,93	–1,70	7,25	32,517	17	58,5	–23,44
2012	dic.	22	2131	98,75	–1,82	6,77	32,519	18	2,9	–23,44
2012	dic.	23	2131	85,58	–1,95	6,30	32,521	18	7,3	–23,43
2012	dic.	24	2131	72,40	–2,07	5,82	32,523	18	11,8	–23,42
2012	dic.	25	2131	59,22	–2,20	5,34	32,525	18	16,2	–23,39
2012	dic.	26	2131	46,05	–2,32	4,86	32,526	18	20,7	–23,36
2012	dic.	27	2131	32,87	–2,44	4,38	32,527	18	25,1	–23,32
2012	dic.	28	2131	19,70	–2,56	3,90	32,528	18	29,5	–23,27
2012	dic.	29	2131	6,52	–2,68	3,42	32,529	18	33,9	–23,22
2012	dic.	30	2132	353,35	–2,80	2,93	32,530	18	38,4	–23,16
2012	dic.	31	2132	340,17	–2,92	2,45	32,531	18	42,8	–23,09
2013	gen.	1	2132	327,00	–3,03	1,96	32,531	18	47,2	–23,01
2013	gen.	2	2132	313,82	–3,15	1,48	32,531	18	51,6	–22,92
2013	gen.	3	2132	300,65	–3,27	1,00	32,531	18	56,0	–22,83
2013	gen.	4	2132	287,48	–3,38	0,51	32,531	18	60,4	–22,73
2013	gen.	5	2132	274,30	–3,49	0,03	32,531	19	4,8	–22,62
2013	gen.	6	2132	261,13	–3,61	–0,46	32,531	19	9,2	–22,50
2013	gen.	7	2132	247,96	–3,72	–0,94	32,530	19	13,6	–22,38
2013	gen.	8	2132	234,78	–3,83	–1,42	32,529	19	17,9	–22,25
2013	gen.	9	2132	221,67	–3,94	–1,90	32,528	19	22,3	–22,11
2013	gen.	10	2132	208,50	–4,04	–2,38	32,527	19	26,6	–21,96
2013	gen.	11	2132	195,33	–4,15	–2,86	32,526	19	31,0	–21,81
2013	gen.	12	2132	182,16	–4,25	–3,33	32,525	19	35,3	–21,65
2013	gen.	13	2132	168,99	–4,36	–3,80	32,523	19	39,6	–21,49
2013	gen.	14	2132	155,81	–4,46	–4,28	32,521	19	43,9	–21,31
2013	gen.	15	2132	142,64	–4,56	–4,74	32,519	19	48,2	–21,13
2013	gen.	16	2132	129,47	–4,66	–5,21	32,517	19	52,5	–20,95
2013	gen.	17	2132	116,30	–4,76	–5,67	32,515	19	56,8	–20,75
2013	gen.	18	2132	103,13	–4,85	–6,14	32,512	20	1,1	–20,55
2013	gen.	19	2132	89,96	–4,95	–6,59	32,510	20	5,3	–20,35
2013	gen.	20	2132	76,79	–5,04	–7,05	32,507	20	9,6	–20,13
2013	gen.	21	2132	63,62	–5,13	–7,50	32,504	20	13,8	–19,91
2013	gen.	22	2132	50,45	–5,22	–7,95	32,501	20	18,0	–19,69
2013	gen.	23	2132	37,28	–5,31	–8,40	32,498	20	22,2	–19,46

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2013	gen.	24	2132	24,11	–5,40	–8,84	32,495	20	26,4	–19,22
2013	gen.	25	2132	10,94	–5,48	–9,28	32,491	20	30,6	–18,98
2013	gen.	26	2133	357,77	–5,57	–9,71	32,487	20	34,7	–18,73
2013	gen.	27	2133	344,60	–5,65	–10,14	32,483	20	38,9	–18,47
2013	gen.	28	2133	331,43	–5,73	–10,57	32,479	20	43,0	–18,21
2013	gen.	29	2133	318,32	–5,81	–10,99	32,475	20	47,1	–17,95
2013	gen.	30	2133	305,15	–5,88	–11,41	32,471	20	51,3	–17,67
2013	gen.	31	2133	291,98	–5,96	–11,82	32,467	20	55,4	–17,40
2013	feb.	1	2133	278,81	–6,03	–12,23	32,462	20	59,4	–17,12
2013	feb.	2	2133	265,64	–6,10	–12,63	32,457	21	3,5	–16,83
2013	feb.	3	2133	252,47	–6,17	–13,03	32,452	21	7,6	–16,54
2013	feb.	4	2133	239,30	–6,23	–13,43	32,447	21	11,6	–16,24
2013	feb.	5	2133	226,13	–6,30	–13,82	32,442	21	15,6	–15,94
2013	feb.	6	2133	212,96	–6,36	–14,21	32,437	21	19,7	–15,64
2013	feb.	7	2133	199,79	–6,42	–14,59	32,431	21	23,7	–15,33
2013	feb.	8	2133	186,62	–6,48	–14,96	32,426	21	27,6	–15,01
2013	feb.	9	2133	173,45	–6,54	–15,33	32,420	21	31,6	–14,69
2013	feb.	10	2133	160,28	–6,59	–15,70	32,414	21	35,6	–14,37
2013	feb.	11	2133	147,11	–6,64	–16,06	32,408	21	39,5	–14,04
2013	feb.	12	2133	133,94	–6,69	–16,41	32,402	21	43,5	–13,71
2013	feb.	13	2133	120,77	–6,74	–16,76	32,396	21	47,4	–13,38
2013	feb.	14	2133	107,60	–6,79	–17,10	32,390	21	51,3	–13,04
2013	feb.	15	2133	94,43	–6,83	–17,44	32,383	21	55,2	–12,70
2013	feb.	16	2133	81,25	–6,87	–17,77	32,377	21	59,1	–12,35
2013	feb.	17	2133	68,08	–6,91	–18,10	32,370	22	3,0	–12,00
2013	feb.	18	2133	54,97	–6,95	–18,42	32,363	22	6,8	–11,65
2013	feb.	19	2133	41,80	–6,99	–18,73	32,356	22	10,7	–11,30
2013	feb.	20	2133	28,63	–7,02	–19,04	32,349	22	14,5	–10,94
2013	feb.	21	2133	15,46	–7,05	–19,35	32,342	22	18,4	–10,58
2013	feb.	22	2133	2,28	–7,08	–19,64	32,335	22	22,2	–10,22
2013	feb.	23	2134	349,11	–7,11	–19,93	32,328	22	26,0	–9,85
2013	feb.	24	2134	335,94	–7,13	–20,22	32,320	22	29,8	–9,48
2013	feb.	25	2134	322,76	–7,15	–20,50	32,313	22	33,6	–9,11
2013	feb.	26	2134	309,59	–7,17	–20,77	32,305	22	37,4	–8,74
2013	feb.	27	2134	296,41	–7,19	–21,04	32,297	22	41,2	–8,37
2013	feb.	28	2134	283,24	–7,20	–21,30	32,290	22	44,9	–7,99
2013	mar.	1	2134	270,06	–7,22	–21,55	32,282	22	48,7	–7,61
2013	mar.	2	2134	256,89	–7,23	–21,80	32,274	22	52,4	–7,23
2013	mar.	3	2134	243,71	–7,24	–22,04	32,266	22	56,2	–6,85
2013	mar.	4	2134	230,53	–7,24	–22,28	32,258	22	59,9	–6,46
2013	mar.	5	2134	217,36	–7,25	–22,51	32,249	23	3,6	–6,08
2013	mar.	6	2134	204,18	–7,25	–22,73	32,241	23	7,3	–5,69
2013	mar.	7	2134	191,00	–7,25	–22,95	32,233	23	11,0	–5,30
2013	mar.	8	2134	177,82	–7,25	–23,16	32,224	23	14,7	–4,91
2013	mar.	9	2134	164,64	–7,24	–23,36	32,216	23	18,4	–4,52
2013	mar.	10	2134	151,53	–7,24	–23,56	32,207	23	22,1	–4,13
2013	mar.	11	2134	138,35	–7,23	–23,75	32,199	23	25,8	–3,74
2013	mar.	12	2134	125,16	–7,21	–23,93	32,190	23	29,5	–3,34
2013	mar.	13	2134	111,98	–7,20	–24,11	32,181	23	33,2	–2,95
2013	mar.	14	2134	98,80	–7,19	–24,28	32,172	23	36,8	–2,55

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2013	mar.	15	2134	85,62	–7,17	–24,44	32,164	23	40,5	–2,16
2013	mar.	16	2134	72,44	–7,15	–24,60	32,155	23	44,2	–1,76
2013	mar.	17	2134	59,25	–7,13	–24,75	32,146	23	47,8	–1,37
2013	mar.	18	2134	46,07	–7,10	–24,89	32,137	23	51,5	–0,97
2013	mar.	19	2134	32,88	–7,07	–25,02	32,128	23	55,1	–0,58
2013	mar.	20	2134	19,70	–7,05	–25,15	32,119	23	58,8	–0,18
2013	mar.	21	2134	6,51	–7,02	–25,28	32,110	00	2,4	0,21
2013	mar.	22	2135	353,32	–6,98	–25,39	32,101	00	6,1	0,61
2013	mar.	23	2135	340,13	–6,95	–25,50	32,092	00	9,7	1,00
2013	mar.	24	2135	326,95	–6,91	–25,60	32,083	00	13,4	1,40
2013	mar.	25	2135	313,76	–6,87	–25,70	32,073	00	17,0	1,79
2013	mar.	26	2135	300,57	–6,83	–25,78	32,064	00	20,6	2,18
2013	mar.	27	2135	287,38	–6,79	–25,86	32,055	00	24,3	2,58
2013	mar.	28	2135	274,18	–6,74	–25,94	32,046	00	27,9	2,97
2013	mar.	29	2135	260,99	–6,69	–26,00	32,037	00	31,6	3,36
2013	mar.	30	2135	247,86	–6,65	–26,06	32,028	00	35,2	3,75
2013	mar.	31	2135	234,67	–6,59	–26,11	32,018	00	38,8	4,14
2013	apr.	1	2135	221,47	–6,54	–26,16	32,009	00	42,5	4,52
2013	apr.	2	2135	208,28	–6,49	–26,20	32,000	00	46,1	4,91
2013	apr.	3	2135	195,08	–6,43	–26,23	31,991	00	49,8	5,29
2013	apr.	4	2135	181,88	–6,37	–26,25	31,981	00	53,4	5,67
2013	apr.	5	2135	168,69	–6,31	–26,27	31,972	00	57,1	6,06
2013	apr.	6	2135	155,49	–6,25	–26,27	31,963	01	0,8	6,44
2013	apr.	7	2135	142,29	–6,18	–26,28	31,954	01	4,4	6,81
2013	apr.	8	2135	129,09	–6,12	–26,27	31,945	01	8,1	7,19
2013	apr.	9	2135	115,89	–6,05	–26,26	31,936	01	11,8	7,56
2013	apr.	10	2135	102,68	–5,98	–26,24	31,927	01	15,4	7,93
2013	apr.	11	2135	89,48	–5,91	–26,21	31,917	01	19,1	8,30
2013	apr.	12	2135	76,28	–5,84	–26,17	31,908	01	22,8	8,67
2013	apr.	13	2135	63,07	–5,76	–26,13	31,899	01	26,5	9,03
2013	apr.	14	2135	49,87	–5,69	–26,08	31,890	01	30,2	9,39
2013	apr.	15	2135	36,66	–5,61	–26,02	31,881	01	33,9	9,75
2013	apr.	16	2135	23,46	–5,53	–25,96	31,873	01	37,6	10,11
2013	apr.	17	2135	10,25	–5,45	–25,89	31,864	01	41,3	10,46
2013	apr.	18	2136	357,04	–5,37	–25,81	31,855	01	45,0	10,81
2013	apr.	19	2136	343,89	–5,28	–25,72	31,846	01	48,7	11,16
2013	apr.	20	2136	330,68	–5,20	–25,63	31,837	01	52,4	11,51
2013	apr.	21	2136	317,47	–5,11	–25,53	31,829	01	56,2	11,85
2013	apr.	22	2136	304,26	–5,02	–25,42	31,820	01	59,9	12,19
2013	apr.	23	2136	291,05	–4,93	–25,30	31,811	02	3,7	12,52
2013	apr.	24	2136	277,83	–4,84	–25,18	31,803	02	7,4	12,85
2013	apr.	25	2136	264,62	–4,75	–25,05	31,795	02	11,2	13,18
2013	apr.	26	2136	251,41	–4,65	–24,91	31,786	02	15,0	13,50
2013	apr.	27	2136	238,19	–4,56	–24,76	31,778	02	18,8	13,83
2013	apr.	28	2136	224,97	–4,46	–24,61	31,770	02	22,6	14,14
2013	apr.	29	2136	211,76	–4,36	–24,45	31,761	02	26,4	14,46
2013	apr.	30	2136	198,54	–4,27	–24,28	31,753	02	30,2	14,76
2013	mag.	1	2136	185,32	–4,17	–24,11	31,745	02	34,0	15,07
2013	mag.	2	2136	172,10	–4,07	–23,93	31,737	02	37,8	15,37
2013	mag.	3	2136	158,88	–3,96	–23,74	31,729	02	41,6	15,67

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2013	mag.	4	2136	145,66	–3,86	–23,54	31,722	02	45,5	15,96
2013	mag.	5	2136	132,44	–3,76	–23,34	31,714	02	49,3	16,25
2013	mag.	6	2136	119,21	–3,65	–23,13	31,706	02	53,2	16,53
2013	mag.	7	2136	105,99	–3,54	–22,91	31,699	02	57,1	16,81
2013	mag.	8	2136	92,77	–3,44	–22,69	31,691	03	1,0	17,08
2013	mag.	9	2136	79,54	–3,33	–22,46	31,684	03	4,9	17,35
2013	mag.	10	2136	66,38	–3,22	–22,22	31,677	03	8,8	17,62
2013	mag.	11	2136	53,15	–3,11	–21,97	31,669	03	12,7	17,87
2013	mag.	12	2136	39,93	–3,00	–21,72	31,662	03	16,6	18,13
2013	mag.	13	2136	26,70	–2,89	–21,46	31,655	03	20,5	18,38
2013	mag.	14	2136	13,47	–2,78	–21,20	31,648	03	24,4	18,62
2013	mag.	15	2137	0,24	–2,66	–20,93	31,642	03	28,4	18,86
2013	mag.	16	2137	347,02	–2,55	–20,65	31,635	03	32,4	19,10
2013	mag.	17	2137	333,79	–2,43	–20,36	31,628	03	36,3	19,32
2013	mag.	18	2137	320,55	–2,32	–20,07	31,622	03	40,3	19,55
2013	mag.	19	2137	307,32	–2,20	–19,78	31,616	03	44,3	19,76
2013	mag.	20	2137	294,09	–2,09	–19,47	31,609	03	48,3	19,97
2013	mag.	21	2137	280,86	–1,97	–19,16	31,603	03	52,3	20,18
2013	mag.	22	2137	267,63	–1,85	–18,85	31,597	03	56,3	20,38
2013	mag.	23	2137	254,40	–1,74	–18,53	31,591	03	60,3	20,58
2013	mag.	24	2137	241,16	–1,62	–18,20	31,585	04	4,3	20,76
2013	mag.	25	2137	227,93	–1,50	–17,86	31,580	04	8,4	20,95
2013	mag.	26	2137	214,69	–1,38	–17,53	31,574	04	12,4	21,12
2013	mag.	27	2137	201,46	–1,26	–17,18	31,569	04	16,5	21,29
2013	mag.	28	2137	188,22	–1,14	–16,83	31,564	04	20,5	21,46
2013	mag.	29	2137	174,99	–1,02	–16,48	31,558	04	24,6	21,62
2013	mag.	30	2137	161,81	–0,90	–16,12	31,553	04	28,7	21,77
2013	mag.	31	2137	148,58	–0,78	–15,75	31,548	04	32,8	21,91
2013	giu.	1	2137	135,34	–0,66	–15,38	31,543	04	36,8	22,05
2013	giu.	2	2137	122,10	–0,54	–15,00	31,539	04	40,9	22,18
2013	giu.	3	2137	108,87	–0,42	–14,62	31,534	04	45,0	22,31
2013	giu.	4	2137	95,63	–0,30	–14,24	31,530	04	49,2	22,43
2013	giu.	5	2137	82,39	–0,18	–13,85	31,526	04	53,3	22,54
2013	giu.	6	2137	69,15	–0,06	–13,46	31,521	04	57,4	22,65
2013	giu.	7	2137	55,91	0,06	–13,06	31,517	05	1,5	22,75
2013	giu.	8	2137	42,67	0,18	–12,65	31,513	05	5,6	22,84
2013	giu.	9	2137	29,44	0,30	–12,25	31,510	05	9,8	22,93
2013	giu.	10	2137	16,20	0,42	–11,84	31,506	05	13,9	23,01
2013	giu.	11	2137	2,96	0,54	–11,43	31,503	05	18,1	23,08
2013	giu.	12	2138	349,72	0,66	–11,01	31,499	05	22,2	23,15
2013	giu.	13	2138	336,48	0,78	–10,59	31,496	05	26,3	23,21
2013	giu.	14	2138	323,24	0,90	–10,17	31,493	05	30,5	23,26
2013	giu.	15	2138	310,00	1,02	–9,74	31,490	05	34,6	23,31
2013	giu.	16	2138	296,76	1,14	–9,31	31,487	05	38,8	23,35
2013	giu.	17	2138	283,52	1,26	–8,88	31,485	05	43,0	23,38
2013	giu.	18	2138	270,28	1,38	–8,44	31,482	05	47,1	23,41
2013	giu.	19	2138	257,10	1,50	–8,01	31,480	05	51,3	23,43
2013	giu.	20	2138	243,86	1,61	–7,57	31,478	05	55,4	23,44
2013	giu.	21	2138	230,62	1,73	–7,13	31,475	05	59,6	23,44
2013	giu.	22	2138	217,37	1,85	–6,68	31,474	06	3,7	23,44

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2013	giu.	23	2138	204,13	1,96	–6,24	31,472	06	7,9	23,43
2013	giu.	24	2138	190,89	2,08	–5,79	31,470	06	12,1	23,42
2013	giu.	25	2138	177,65	2,19	–5,35	31,469	06	16,2	23,39
2013	giu.	26	2138	164,41	2,31	–4,90	31,467	06	20,4	23,36
2013	giu.	27	2138	151,17	2,42	–4,45	31,466	06	24,5	23,33
2013	giu.	28	2138	137,93	2,54	–4,00	31,465	06	28,7	23,28
2013	giu.	29	2138	124,69	2,65	–3,54	31,464	06	32,8	23,23
2013	giu.	30	2138	111,45	2,76	–3,09	31,463	06	36,9	23,18
2013	lug.	1	2138	98,21	2,87	–2,64	31,463	06	41,1	23,11
2013	lug.	2	2138	84,97	2,98	–2,18	31,462	06	45,2	23,04
2013	lug.	3	2138	71,73	3,09	–1,73	31,462	06	49,3	22,97
2013	lug.	4	2138	58,49	3,20	–1,28	31,462	06	53,5	22,88
2013	lug.	5	2138	45,25	3,31	–0,82	31,462	06	57,6	22,79
2013	lug.	6	2138	32,01	3,41	–0,37	31,462	07	1,7	22,70
2013	lug.	7	2138	18,77	3,52	0,08	31,462	07	5,8	22,59
2013	lug.	8	2138	5,54	3,62	0,53	31,463	07	9,9	22,48
2013	lug.	9	2139	352,36	3,73	0,98	31,463	07	14,0	22,37
2013	lug.	10	2139	339,12	3,83	1,43	31,464	07	18,1	22,24
2013	lug.	11	2139	325,88	3,93	1,88	31,465	07	22,1	22,11
2013	lug.	12	2139	312,65	4,03	2,33	31,466	07	26,2	21,98
2013	lug.	13	2139	299,41	4,13	2,78	31,467	07	30,3	21,84
2013	lug.	14	2139	286,17	4,23	3,22	31,468	07	34,3	21,69
2013	lug.	15	2139	272,93	4,33	3,67	31,470	07	38,4	21,54
2013	lug.	16	2139	259,70	4,42	4,11	31,471	07	42,4	21,38
2013	lug.	17	2139	246,46	4,52	4,55	31,473	07	46,4	21,21
2013	lug.	18	2139	233,23	4,61	4,99	31,475	07	50,5	21,04
2013	lug.	19	2139	219,99	4,70	5,42	31,477	07	54,5	20,86
2013	lug.	20	2139	206,76	4,80	5,86	31,479	07	58,5	20,67
2013	lug.	21	2139	193,52	4,89	6,29	31,482	08	2,5	20,48
2013	lug.	22	2139	180,29	4,97	6,72	31,484	08	6,5	20,29
2013	lug.	23	2139	167,05	5,06	7,14	31,487	08	10,4	20,09
2013	lug.	24	2139	153,82	5,15	7,57	31,489	08	14,4	19,88
2013	lug.	25	2139	140,59	5,23	7,99	31,492	08	18,4	19,67
2013	lug.	26	2139	127,36	5,31	8,41	31,495	08	22,3	19,45
2013	lug.	27	2139	114,12	5,40	8,82	31,499	08	26,2	19,23
2013	lug.	28	2139	100,89	5,48	9,23	31,502	08	30,2	19,00
2013	lug.	29	2139	87,72	5,55	9,64	31,505	08	34,1	18,77
2013	lug.	30	2139	74,49	5,63	10,05	31,509	08	38,0	18,53
2013	lug.	31	2139	61,26	5,71	10,45	31,513	08	41,9	18,28
2013	ago.	1	2139	48,03	5,78	10,85	31,517	08	45,8	18,04
2013	ago.	2	2139	34,81	5,85	11,24	31,521	08	49,7	17,78
2013	ago.	3	2139	21,58	5,92	11,63	31,525	08	53,5	17,52
2013	ago.	4	2139	8,35	5,99	12,02	31,529	08	57,4	17,26
2013	ago.	5	2140	355,12	6,06	12,41	31,533	09	1,2	16,99
2013	ago.	6	2140	341,90	6,13	12,79	31,538	09	5,1	16,72
2013	ago.	7	2140	328,67	6,19	13,16	31,542	09	8,9	16,44
2013	ago.	8	2140	315,44	6,25	13,53	31,547	09	12,7	16,16
2013	ago.	9	2140	302,22	6,31	13,90	31,552	09	16,5	15,87
2013	ago.	10	2140	288,99	6,37	14,27	31,557	09	20,3	15,59
2013	ago.	11	2140	275,77	6,43	14,63	31,562	09	24,1	15,29

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2013	ago.	12	2140	262,54	6,48	14,98	31,568	09	27,9	14,99
2013	ago.	13	2140	249,32	6,54	15,33	31,573	09	31,6	14,69
2013	ago.	14	2140	236,10	6,59	15,68	31,579	09	35,4	14,38
2013	ago.	15	2140	222,88	6,64	16,02	31,584	09	39,2	14,07
2013	ago.	16	2140	209,66	6,69	16,36	31,590	09	42,9	13,76
2013	ago.	17	2140	196,44	6,73	16,69	31,596	09	46,6	13,44
2013	ago.	18	2140	183,28	6,78	17,02	31,602	09	50,4	13,12
2013	ago.	19	2140	170,06	6,82	17,34	31,608	09	54,1	12,80
2013	ago.	20	2140	156,84	6,86	17,66	31,614	09	57,8	12,47
2013	ago.	21	2140	143,62	6,90	17,97	31,621	10	1,5	12,14
2013	ago.	22	2140	130,40	6,94	18,28	31,627	10	5,2	11,81
2013	ago.	23	2140	117,19	6,97	18,58	31,634	10	8,9	11,47
2013	ago.	24	2140	103,97	7,00	18,88	31,640	10	12,5	11,13
2013	ago.	25	2140	90,75	7,03	19,18	31,647	10	16,2	10,78
2013	ago.	26	2140	77,54	7,06	19,46	31,654	10	19,9	10,44
2013	ago.	27	2140	64,32	7,09	19,75	31,661	10	23,5	10,09
2013	ago.	28	2140	51,11	7,11	20,02	31,668	10	27,2	9,74
2013	ago.	29	2140	37,89	7,14	20,30	31,675	10	30,8	9,38
2013	ago.	30	2140	24,68	7,16	20,56	31,682	10	34,5	9,03
2013	ago.	31	2140	11,47	7,18	20,82	31,690	10	38,1	8,67
2013	set.	1	2141	358,26	7,19	21,08	31,697	10	41,8	8,31
2013	set.	2	2141	345,04	7,21	21,33	31,705	10	45,4	7,94
2013	set.	3	2141	331,83	7,22	21,57	31,712	10	49,0	7,58
2013	set.	4	2141	318,62	7,23	21,81	31,720	10	52,6	7,21
2013	set.	5	2141	305,41	7,24	22,05	31,728	10	56,2	6,84
2013	set.	6	2141	292,20	7,24	22,28	31,736	10	59,8	6,47
2013	set.	7	2141	279,05	7,25	22,50	31,744	11	3,4	6,09
2013	set.	8	2141	265,85	7,25	22,71	31,752	11	7,0	5,72
2013	set.	9	2141	252,64	7,25	22,92	31,760	11	10,6	5,34
2013	set.	10	2141	239,43	7,25	23,13	31,768	11	14,2	4,96
2013	set.	11	2141	226,22	7,24	23,33	31,776	11	17,8	4,58
2013	set.	12	2141	213,02	7,24	23,52	31,784	11	21,4	4,20
2013	set.	13	2141	199,81	7,23	23,71	31,793	11	25,0	3,82
2013	set.	14	2141	186,61	7,22	23,89	31,801	11	28,6	3,44
2013	set.	15	2141	173,40	7,21	24,06	31,810	11	32,2	3,05
2013	set.	16	2141	160,20	7,19	24,23	31,818	11	35,8	2,67
2013	set.	17	2141	146,99	7,17	24,39	31,827	11	39,4	2,28
2013	set.	18	2141	133,79	7,15	24,54	31,836	11	43,0	1,89
2013	set.	19	2141	120,59	7,13	24,69	31,844	11	46,6	1,51
2013	set.	20	2141	107,38	7,11	24,84	31,853	11	50,1	1,12
2013	set.	21	2141	94,18	7,09	24,97	31,862	11	53,7	0,73
2013	set.	22	2141	80,98	7,06	25,10	31,871	11	57,3	0,34
2013	set.	23	2141	67,78	7,03	25,23	31,880	12	0,9	–0,05
2013	set.	24	2141	54,58	7,00	25,34	31,889	12	4,5	–0,44
2013	set.	25	2141	41,38	6,96	25,45	31,898	12	8,1	–0,83
2013	set.	26	2141	28,18	6,93	25,56	31,907	12	11,7	–1,22
2013	set.	27	2141	14,98	6,89	25,65	31,916	12	15,3	–1,61
2013	set.	28	2141	1,84	6,85	25,74	31,925	12	18,9	–2,00
2013	set.	29	2142	348,64	6,81	25,82	31,934	12	22,5	–2,39
2013	set.	30	2142	335,44	6,76	25,90	31,943	12	26,1	–2,78

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2013	ott.	1	2142	322,25	6,72	25,97	31,952	12	29,8	–3,17
2013	ott.	2	2142	309,05	6,67	26,03	31,961	12	33,4	–3,55
2013	ott.	3	2142	295,85	6,62	26,09	31,970	12	37,0	–3,94
2013	ott.	4	2142	282,65	6,57	26,14	31,980	12	40,7	–4,33
2013	ott.	5	2142	269,46	6,51	26,18	31,989	12	44,3	–4,71
2013	ott.	6	2142	256,26	6,46	26,21	31,998	12	47,9	–5,10
2013	ott.	7	2142	243,06	6,40	26,24	32,007	12	51,6	–5,48
2013	ott.	8	2142	229,87	6,34	26,26	32,016	12	55,3	–5,86
2013	ott.	9	2142	216,67	6,28	26,27	32,026	12	58,9	–6,25
2013	ott.	10	2142	203,48	6,22	26,27	32,035	13	2,6	–6,63
2013	ott.	11	2142	190,28	6,15	26,27	32,044	13	6,3	–7,00
2013	ott.	12	2142	177,09	6,08	26,26	32,053	13	10,0	–7,38
2013	ott.	13	2142	163,90	6,01	26,25	32,062	13	13,7	–7,76
2013	ott.	14	2142	150,70	5,94	26,22	32,072	13	17,4	–8,13
2013	ott.	15	2142	137,51	5,87	26,19	32,081	13	21,1	–8,50
2013	ott.	16	2142	124,32	5,80	26,15	32,090	13	24,8	–8,87
2013	ott.	17	2142	111,12	5,72	26,10	32,099	13	28,6	–9,24
2013	ott.	18	2142	97,99	5,64	26,05	32,108	13	32,3	–9,60
2013	ott.	19	2142	84,80	5,56	25,99	32,117	13	36,1	–9,97
2013	ott.	20	2142	71,61	5,48	25,92	32,126	13	39,8	–10,33
2013	ott.	21	2142	58,42	5,40	25,84	32,135	13	43,6	–10,68
2013	ott.	22	2142	45,23	5,31	25,75	32,144	13	47,4	–11,04
2013	ott.	23	2142	32,03	5,23	25,66	32,153	13	51,2	–11,39
2013	ott.	24	2142	18,84	5,14	25,56	32,162	13	55,0	–11,74
2013	ott.	25	2142	5,65	5,05	25,45	32,171	13	58,8	–12,09
2013	ott.	26	2143	352,46	4,96	25,33	32,179	14	2,7	–12,43
2013	ott.	27	2143	339,27	4,86	25,21	32,188	14	6,5	–12,77
2013	ott.	28	2143	326,08	4,77	25,08	32,197	14	10,4	–13,11
2013	ott.	29	2143	312,89	4,67	24,94	32,205	14	14,2	–13,44
2013	ott.	30	2143	299,70	4,58	24,79	32,214	14	18,1	–13,77
2013	ott.	31	2143	286,52	4,48	24,63	32,222	14	22,0	–14,10
2013	nov.	1	2143	273,33	4,38	24,47	32,231	14	25,9	–14,42
2013	nov.	2	2143	260,14	4,28	24,30	32,239	14	29,8	–14,74
2013	nov.	3	2143	246,95	4,17	24,12	32,248	14	33,8	–15,05
2013	nov.	4	2143	233,76	4,07	23,93	32,256	14	37,7	–15,36
2013	nov.	5	2143	220,57	3,96	23,74	32,264	14	41,7	–15,67
2013	nov.	6	2143	207,39	3,86	23,53	32,272	14	45,7	–15,97
2013	nov.	7	2143	194,26	3,75	23,32	32,280	14	49,7	–16,27
2013	nov.	8	2143	181,07	3,64	23,10	32,288	14	53,7	–16,56
2013	nov.	9	2143	167,89	3,53	22,88	32,296	14	57,7	–16,85
2013	nov.	10	2143	154,70	3,42	22,64	32,303	15	1,7	–17,13
2013	nov.	11	2143	141,51	3,30	22,40	32,311	15	5,8	–17,41
2013	nov.	12	2143	128,33	3,19	22,15	32,319	15	9,8	–17,69
2013	nov.	13	2143	115,14	3,08	21,89	32,326	15	13,9	–17,96
2013	nov.	14	2143	101,95	2,96	21,63	32,333	15	18,0	–18,22
2013	nov.	15	2143	88,77	2,84	21,36	32,341	15	22,1	–18,48
2013	nov.	16	2143	75,58	2,73	21,08	32,348	15	26,2	–18,73
2013	nov.	17	2143	62,40	2,61	20,79	32,355	15	30,3	–18,98
2013	nov.	18	2143	49,21	2,49	20,50	32,362	15	34,5	–19,22
2013	nov.	19	2143	36,03	2,37	20,19	32,369	15	38,6	–19,45

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2013	nov.	20	2143	22,84	2,25	19,89	32,375	15	42,8	–19,68
2013	nov.	21	2143	9,66	2,13	19,57	32,382	15	47,0	–19,91
2013	nov.	22	2144	356,47	2,00	19,25	32,388	15	51,2	–20,13
2013	nov.	23	2144	343,29	1,88	18,92	32,395	15	55,4	–20,34
2013	nov.	24	2144	330,11	1,76	18,58	32,401	15	59,6	–20,54
2013	nov.	25	2144	316,92	1,63	18,24	32,407	16	3,9	–20,74
2013	nov.	26	2144	303,74	1,51	17,88	32,413	16	8,1	–20,94
2013	nov.	27	2144	290,62	1,38	17,53	32,419	16	12,4	–21,12
2013	nov.	28	2144	277,44	1,26	17,16	32,425	16	16,7	–21,30
2013	nov.	29	2144	264,25	1,13	16,79	32,430	16	21,0	–21,47
2013	nov.	30	2144	251,07	1,01	16,42	32,436	16	25,3	–21,64
2013	dic.	1	2144	237,89	0,88	16,04	32,441	16	29,6	–21,80
2013	dic.	2	2144	224,71	0,75	15,65	32,446	16	33,9	–21,95
2013	dic.	3	2144	211,53	0,62	15,25	32,451	16	38,2	–22,10
2013	dic.	4	2144	198,34	0,50	14,86	32,456	16	42,5	–22,23
2013	dic.	5	2144	185,16	0,37	14,45	32,461	16	46,9	–22,37
2013	dic.	6	2144	171,98	0,24	14,04	32,466	16	51,3	–22,49
2013	dic.	7	2144	158,80	0,11	13,62	32,470	16	55,6	–22,61
2013	dic.	8	2144	145,62	–0,02	13,20	32,474	16	60,0	–22,71
2013	dic.	9	2144	132,44	–0,14	12,78	32,479	17	4,4	–22,82
2013	dic.	10	2144	119,26	–0,27	12,35	32,483	17	8,8	–22,91
2013	dic.	11	2144	106,08	–0,40	11,91	32,487	17	13,2	–23,00
2013	dic.	12	2144	92,90	–0,53	11,47	32,490	17	17,6	–23,08
2013	dic.	13	2144	79,72	–0,66	11,03	32,494	17	22,0	–23,15
2013	dic.	14	2144	66,54	–0,78	10,58	32,497	17	26,4	–23,21
2013	dic.	15	2144	53,36	–0,91	10,13	32,500	17	30,8	–23,27
2013	dic.	16	2144	40,19	–1,04	9,68	32,504	17	35,2	–23,32
2013	dic.	17	2144	27,07	–1,16	9,22	32,507	17	39,7	–23,36
2013	dic.	18	2144	13,89	–1,29	8,76	32,509	17	44,1	–23,39
2013	dic.	19	2144	0,71	–1,42	8,30	32,512	17	48,5	–23,41
2013	dic.	20	2145	347,54	–1,54	7,83	32,514	17	53,0	–23,43
2013	dic.	21	2145	334,36	–1,67	7,36	32,517	17	57,4	–23,44
2013	dic.	22	2145	321,18	–1,79	6,89	32,519	18	1,8	–23,44
2013	dic.	23	2145	308,01	–1,92	6,41	32,521	18	6,3	–23,44
2013	dic.	24	2145	294,83	–2,04	5,94	32,523	18	10,7	–23,42
2013	dic.	25	2145	281,65	–2,16	5,46	32,524	18	15,1	–23,40
2013	dic.	26	2145	268,48	–2,29	4,98	32,526	18	19,6	–23,37
2013	dic.	27	2145	255,30	–2,41	4,50	32,527	18	24,0	–23,33
2013	dic.	28	2145	242,13	–2,53	4,02	32,528	18	28,4	–23,29
2013	dic.	29	2145	228,95	–2,65	3,54	32,529	18	32,9	–23,23
2013	dic.	30	2145	215,78	–2,77	3,05	32,530	18	37,3	–23,17
2013	dic.	31	2145	202,60	–2,89	2,57	32,530	18	41,7	–23,10
2014	gen.	1	2145	189,43	–3,00	2,08	32,531	18	46,1	–23,03
2014	gen.	2	2145	176,25	–3,12	1,60	32,531	18	50,5	–22,94
2014	gen.	3	2145	163,08	–3,24	1,11	32,531	18	54,9	–22,85
2014	gen.	4	2145	149,90	–3,35	0,63	32,531	18	59,3	–22,75
2014	gen.	5	2145	136,73	–3,46	0,15	32,531	19	3,7	–22,64
2014	gen.	6	2145	123,62	–3,58	–0,34	32,531	19	8,1	–22,53
2014	gen.	7	2145	110,45	–3,69	–0,82	32,530	19	12,5	–22,41
2014	gen.	8	2145	97,28	–3,80	–1,30	32,529	19	16,9	–22,28

data			numero	coord. eliografiche			diametro	coord. celesti		
a	m	g	rotazione	L_0 (°)	B_0 (°)	P_0 (°)	(')	AR h	AR m	dec (°)
2014	gen.	9	2145	84,10	–3,91	–1,78	32,529	19	21,2	–22,14
2014	gen.	10	2145	70,93	–4,02	–2,26	32,528	19	25,6	–22,00
2014	gen.	11	2145	57,76	–4,12	–2,74	32,526	19	29,9	–21,85
2014	gen.	12	2145	44,59	–4,23	–3,21	32,525	19	34,3	–21,69
2014	gen.	13	2145	31,41	–4,33	–3,69	32,523	19	38,6	–21,53
2014	gen.	14	2145	18,24	–4,43	–4,16	32,522	19	42,9	–21,36
2014	gen.	15	2145	5,07	–4,54	–4,63	32,520	19	47,2	–21,18
2014	gen.	16	2146	351,90	–4,63	–5,10	32,518	19	51,5	–20,99
2014	gen.	17	2146	338,73	–4,73	–5,56	32,515	19	55,8	–20,80
2014	gen.	18	2146	325,56	–4,83	–6,02	32,513	19	60,0	–20,60
2014	gen.	19	2146	312,39	–4,92	–6,48	32,511	20	4,3	–20,40
2014	gen.	20	2146	299,22	–5,02	–6,94	32,508	20	8,5	–20,19
2014	gen.	21	2146	286,05	–5,11	–7,39	32,505	20	12,8	–19,97
2014	gen.	22	2146	272,87	–5,20	–7,84	32,502	20	17,0	–19,74
2014	gen.	23	2146	259,70	–5,29	–8,29	32,499	20	21,2	–19,51
2014	gen.	24	2146	246,53	–5,38	–8,73	32,495	20	25,4	–19,28
2014	gen.	25	2146	233,36	–5,46	–9,17	32,492	20	29,6	–19,04
2014	gen.	26	2146	220,26	–5,55	–9,60	32,488	20	33,7	–18,79
2014	gen.	27	2146	207,09	–5,63	–10,04	32,484	20	37,9	–18,53
2014	gen.	28	2146	193,92	–5,71	–10,46	32,480	20	42,0	–18,28
2014	gen.	29	2146	180,75	–5,79	–10,89	32,476	20	46,2	–18,01
2014	gen.	30	2146	167,58	–5,86	–11,30	32,472	20	50,3	–17,74
2014	gen.	31	2146	154,41	–5,94	–11,72	32,468	20	54,4	–17,47

Indice

AAVSO, 81,189
aberrazione cromatica, 30
aberrazione sferica, 30
afocale, 149
ali, osservazione nelle, 114
allineamento della camera, 79
allineamento polare, 122
ALPO, Sezione Sole, 74, 189
anello luminoso esterno, 69
anello luminoso interno, 69
angolo di campo, 108
angolo di posizione (A.P.), 140
angolo strumentale, 108
angstrom, 49
assorbimento, 43, 100, 101
– riga spettrale in, 103
astigmatismo, 46
aurora, 15
B_0, 73
BAA, 74, 189
Baader Planetarium, 44
Balmer, serie di, 101
banda G, 51, 74
banda passante, 106, 112, 132
Barlow, lente di, 111
Big Bang, 4
bit, profondità di, 169
Brewster, angolo di, 47
calcio-H, riga del, 118
calcio-K, riga del, 22, 51, 101, 103, 118
calibrazione, 176
camera dedicata, 168
camera digitale, 157
camera DSLR, 162
camera monocromatica, 163
campo di vista, zona centrale contrastata, 117, 137
campo magnetico, 9
canali, 182
Carrington, rotazione di, 59
catadiottrico, telescopio, 33
cavo di scatto, 160
CCD, 145, 164
celostato, 104
cercatore solare, 23
ciclo magnetico, 11, 61
ciclo protone-protone, 5
ciclo solare, 39
CME, 13, 132
coma, 31
cometa, 13
continuo solare, 51
contrasto, 23, 43, 116, 119-120
convezione, 63
– cella, 7
– zona, 7
coordinate eliografiche, 74
corona, 13
Coronado, 116
coronografo, 13, 99, 112
cromosfera, 11, 100, 125
densità fotografica, 21, 46
diaframma a iride, 119
diaframmatura fuori asse, 31, 40, 111
diagonale solare, 46
diagramma a farfalla, 88
diffrazione, reticolo di, 100
diffusione, 46
disco occultatore, 109, 112
disegno, vedi schizzo,
Dobson, telescopio solare, 52
doppio *stacking*, 107, 116
Doppler, spostamento, 115, 116, 123, 132
effemeridi, 76
elio, 4
eliosismologia, 8
eliostato, 104, 122
Ellerman, bombe di, 135
emissione, 100
equilibrio idrostatico, 6
equilibrio termico, 6
etalon, 110, 123
Fabry-Perot, 106
facola polare, 65, 96
facola, 64
fibrilla, 11, 115, 123
filamento, 11, 125, 128, 132
– macchia solare, 68
file, formato dei, 172
filigrana, 10
film, 154
filmato AVI, 167
filtri colorati, 27
filtri supplementari, 48
filtri, pulizia dei, 46
filtri, pulizia dei,
filtro a banda larga, 49
filtro a banda stretta, 50
filtro a densità neutra,20, 47
filtro a montaggio anteriore, 117
filtro a montaggio posteriore, 112
filtro a tutta apertura, 20, 40
filtro ad apertura ridotta, 31
filtro birifrangente, 105
filtro Daystar, 114, 122
filtro di rigetto (ERF), 22, 108, 113
filtro in Mylar, 74
filtro in vetro, 41
filtro interferenziale, 106-111
filtro Solar Skreen, 43
filtro solare, forellini in un, 44
filtro Wratten, 34, 43, 46
flare solare, 12, 126, 132
– classificazione, 133
flash, fase di, 131
flocculi nella luce del calcio, 103
flusso meridionale, 8

flusso, tubo di, 10
forno, 107, 113
foto a disco intero, 92
fotografia per proiezione, 152
fotografia selettiva, 149
fotografia, 143
fotografica, serie, 11
fotosfera, 9, 99
Fraunhofer, linee di, 100
fronte d'onda, 42
fuoco primario, 149
FWHM, 108
granulazione, 62, 95
granulo, 7
Helmholtz, contrazione di, 4
Herschel, prisma di, 46
Hossfield, piramide di, 36, 38, 89
Huygens, oculare di, 37
idrogeno, 4
– riga alfa dell', 11, 22, 101
imager digitale, 164
immagine, nitidezza di una, 180
immagini, colorazione delle, 183
immagini, elaborazione delle, 168
immagini, ritaglio delle, 177
immagini, rotazione delle, 177
incidenza normale, 109
interferometro, 106
ione, 5
ionizzazione, 5
isofote, mappa con, 68, 98
istogramma, 178
JPEG, *file*, 160, 173
Kelvin, 4
Kirchhoff, leggi di, 100
L_0, 76
Laborec, fotocamera, 155
latitudine, 80
lente acromatica, 34
lente apocromatica, 34, 35
lente telecentrica, 109, 111
linea di vista, 136, 141, 142
linea neutra, 126, 131
longitudine,78
luce bianca, 29
– *flare* in, 72
lunghezza d'onda centrale (CWL), 107
Lyot, filtro di, 105
macchia solare bipolare, 69
macchia solare unipolare, 71
macchie solari a occhio nudo, 17
macchie solari, 8, 11, 61, 66
– conteggio, 83
– gruppi, 70
magnetosfera,14, 15
magnitudine apparente, 2
magnitudine assoluta, 2
Maksutov, telescopio, 33, 111
mascheratura Bayer, 163
massimo solare, 61
McIntosh, classificazione di, 71, 72, 85, 131
MDF, 88
Mees Solar Observatory, 59
Menzel/Evans, classificazione di, 128
meridiano centrale, 76
meteorologia spaziale, 13
micrometro filare, 35, 140
minimo solare, 61
modulo di registrazione, 87
monocromatico, 50, 111, 116, 117, 119
monocromatore, 108
Moreton, onda di, 133, 137
morfologia, 67, 91, 136
mottle, 12, 134
moustache, 135
nanometro, 109
nebulosa solare, 4
newtoniano fotografico, telescopio, 54
newtoniano, telescopio, 19, 30, 31, 54, 110
NIH-Image, software 184
Nikon CP990, 152, 157
nucleo (*core*),
– macchia solare, 96
– Sole, 5
numero relativo delle macchie solari, 83
Nyquist, teorema di, 146
occhi, sicurezza per gli, 21
ombra, 67
– macchia, 67
orientamento solare, 57
oscuramento al bordo, 61
osservazione diretta, 39
otturatore, velocità del, 147
ozono, strato di, 14
P_0 (angolo di posizione), 75
parete intergranulare, 62
penombra, 66
penombra, filamento della, 67
penombra, grani della, 67
periodo siderale, 59
periodo sinodico, 59
pioggia coronale, 128
plage, 12, 130
plasma, 5, 7
polarità magnetica, 11
polarizzatore, 47, 120
ponte luminoso (*light bridge*) 57, 68, 69
poro, 65
Powermate, lente, 111, 153
programma di osservazione, 81
programmi statistici, 82
proiezione solare, 19, 33-34, 36
– schermo per, 90
protosole, 4
protuberanza, 12, 102, 125
– misura di, 137
protuberanza a siepe, 126, 128
protuberanza ad arco,131, 189
protuberanza attiva, 12, 126
protuberanza di tipo *spray*, 127
protuberanza di tipo *surge*, 127
protuberanza eruttiva, 126, 141,

protuberanza quiescente, 11, 126
PST, 117
punti d'ombra, 67, 97
pupilla d'uscita, 151
radiazione infrarossa, 20, 62
radiazione ultravioletta, 20, 62, 118
Ramsden, oculare di, 37
range dinamico, 164
raw, formato file, 173
regione attiva, 11, 59, 126
– fotografia di una, 95, 137
Registax, 166
regola dei 10 gradi, 86
relatività, teoria della, 5
reticolo cromosferico, 12, 118, 138
reticolo, 139
rifrazione atmosferica, 27
rifrazione, telescopio a, 34, 111
risoluzione, 30, 42
rotazione, 59
schermo parasole, 120
schizzo al telescopio, 76, 91, 136
Schmidt-Cassegrain, 33, 111, 151
scintillazione, 25
seeing, 25-27, 55, 96, 137
sicurezza, 19
sito osservativo, 27
SOHO, 132
spettroeliografo, 103
spettroelioscopio, 101
spettroscopio, 100-101
spicole, 12, 135
Stefan-Boltzmann, legge di, 97
stella, 1
Stonyhurst, disco di, 76-77. 79, 139
supergranulazione, 12
tachocline, 9
TIFF, formato *file*, 173
tilting del filtro, 113, 122
trasmissione, picco di, 109
trasmissione, profilo di, 108, 116
trasparenza, 28, 112
velocità, 127
vento solare, 13
vetro affumicato, 40
vetro da saldatore, 53
Via Lattea, 1
video, ripresa di, 170
vignettatura, 161
webcam, 164
Wien, legge di, 3
Wilson, effetto, 64, 66
Young, Charles A., 17, 144
zona di transizione, 13
zona radiativa, 6
Zurigo, classificazione di, 71