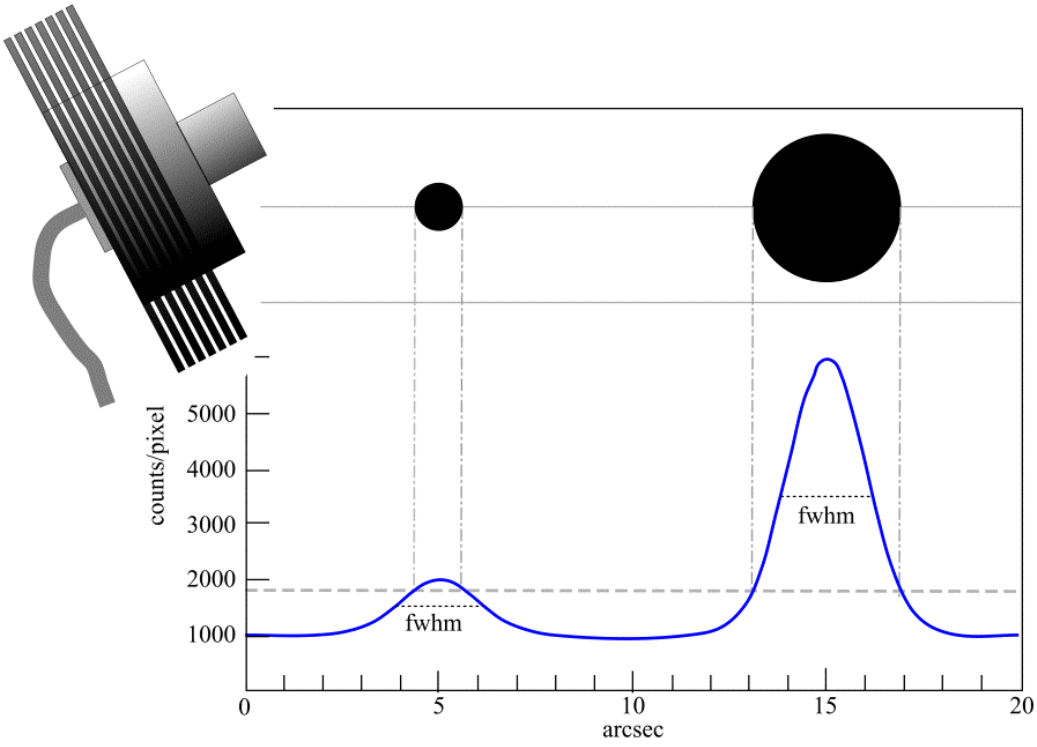
William Romanishin

INTRODUZIONE
ALLA
FOTOMETRIA ASTRONOMICA
CON LA
CCD



University of Oklahoma

William Romanishin
(wjr@mail.nhn.ou.edu)

INTRODUZIONE
ALLA
FOTOMETRIA ASTRONOMICA
CON LA
CCD

University of Oklahoma

Titolo originale: ***An Introduction to Astronomical Photometry Using CCDs***, di W. Romanishin, University of Oklahoma (wjr@mail.nhn.ou.edu)

13 giugno, 2001

The latest version of this book (in pdf format)
can be downloaded from http://observatory.ou.edu

Note per l'uso:
La traduzione in italiano fu proposta da M. Calabresi, nella prima metà di novembre 2001. Dopo circa dieci giorni pervenne, da parte dell'autore, William Romanishin, il consenso all'impresa. Quasi subito ebbe inizio l'opera di traduzione eseguita da un gruppo di iscritti alla Mailing-List *AstroCCD* e composta da:

- Massimo Calabresi (MC7851@mclink.it)
- Valerio Fosso (valeriofos@libero.it)
- Vincenzo Franchini (vincfran@tin.it)
- Alessandro Maitan (a.maitan@mclink.it)
- Roberto Pipitone (rpipit@tiscalinet.it)
- Enrico Prosperi (e.prosperi@tiscalinet.it)
- Stefano Valentini (s.valentini@iol.it)

La prima stesura della traduzione è stata resa disponibile all'inizio del mese di gennaio 2002. Il gruppo di lavoro auspica che questo possa rappresentare un contributo alla formazione scientifica non solo propria ma anche della comunità degli astronomi non professionisti nel nostro Paese.
I dettagli del lavoro di traduzione sono indicati nelle ultime pagine del libro.
Si invitano i cinque (5) lettori a vedere questo testo come un'opera in divenire, aperta a tutti i contributi e ad eventuali estensioni. In particolare, si invitano gli astronomi professionisti ad intervenire per precisazioni, chiarimenti ed approfondimenti.
Per le richieste di chiarimento e come sede permanente di discussione, si faccia riferimento alla ML *AstroCCD* (astroccd@yahoogroups.com) a cui si possono anche inviare le proposte di correzione e di rettifica. Alternativamente, queste possono essere inviate al coordinatore e curatore dell'iniziativa, *Enrico Prosperi*, all'indirizzo e-mail: e.prosperi@tiscalinet.it
Si ringrazia, infine, l'autore, William Romanishin, per avere gentilmente dato la sua preventiva approvazione alla traduzione in italiano ed alla divulgazione mediante pubblicazione in rete dei materiali.

Illustrazioni:
Le figure che comparivano nella stesura originale sono state o completamente rifatte per la versione tradotta in italiano o elaborate al fine di renderle maggiormente fruibili. In particolare:
Vincenzo Franchini ha rifatto le figure: 9.1; 9.2; 11.2; 11.3 e le 2 figure dell'Appendice A.
Enrico Prosperi ha realizzato le figure: 5.6; 20.2 e ha elaborato le altre con PaintShopPro 5.
Stefano Valentini ha procurato le figure 23.1 e 23.2.

Nota: L'amico Roberto Trabatti ha contribuito correggendo la bozza preliminare ed individuando alcuni errori e sviste che sono state eliminate nell'attuale stesura.

15 gennaio 2002

Prefazione - Ringraziamenti - Dettagli

Questo lavoro ha avuto origine come un insieme di appunti delle lezioni per un corso destinato a studenti e laureandi e dal titolo *Metodi per osservatorio* (*Observatory Methods*) che tengo, ogni primavera, all'Università dell'Oklahoma (OU). Esso è inteso come un'introduzione, nella specializzazione del corso accademico in astrofisica, alla fotometria di oggetti astronomici nella regione ottica dello spettro ed utilizzando CCD e telescopi stazionati al suolo. Naturalmente, in tempi di telescopi di varie specie, trasportati su satelliti e dal costo di giga-dollari, l'astronomia ottica dal suolo terrestre rappresenta solo una parte dell'astronomia osservativa. All'interno di questa, la spettroscopia, qui soltanto brevemente menzionata, occupa probabilmente altrettanto tempo di osservazione della fotometria, se non di più. Detto questo, è comunque ovvio che la fotometria rappresenta una porzione importante dell'astronomia dedita all'osservazione. Con la disponibilità delle camere CCD e della potenza di calcolo degli elaboratori, perfino un piccolo telescopio può fornire un'esperienza importante di apprendimento pratico, impossibile con gli osservatori remoti su satellite.

In questo lavoro riporto le conoscenze accumulate in oltre 20 anni di osservazione utilizzando un'ampia gamma di strumenti. La mia Tesi di Laurea, terminata nel 1980, fu probabilmente una delle ultime Tesi osservative sull'uso delle emulsioni fotografiche in funzione di rivelatore primario. Da allora ho utilizzato diversi fotomoltiplicatori e molti diversi sistemi CCD nelle mie osservazioni, facendo uso di telescopi con aperture da 0,4 a 10 metri di diametro.

Desidero ringraziare la buona gente del Grande Stato dell'Oklahoma per l'erogazione del mio stipendio. Desidero ringraziare il programma NSF ILI (numero di assegnazione 9452009) e l'Università dell'Oklahoma per i fondi che hanno permesso l'acquisto del telescopio da 16" e del CCD. Desidero ringraziare tutti quegli anonimi individui che hanno scritto i programmi che ho utilizzato per produrre questo lavoro.

Questo documento è stato realizzato, per la maggior parte, utilizzando software gratuito che gira sotto LINUX, con un po' di ciarpame Windoze impiegato solo quando non se ne poteva fare a meno.

Il testo sorgente, in formato ASCII LaTeX, è stato scritto con EMACS, un editor che ha il medesimo aspetto sul computer LINUX in ufficio e sul mio vecchio Windoze notebook, mentre sto consumando un altro sacchetto di noccioline durante i miei voli sulla Southwest su e giù dall'Arizona. Le illustrazioni disegnate a mano (ed altre figure sottratte direttamente da

altre fonti) sono state scannerizzate con un HP 5200Cse e salvate come immagini jpg. I grafici ad alta risoluzione sono stati prodotti con IGI in STSDAS che gira sotto IRAF e salvati come documenti eps. Questi ultimi sono stati convertiti in documenti pdf facendo uso di epstopdf. I documenti LaTeX, ed i grafici jpg e pdf sono stati infine convertiti nel documento finale con pdatex.

William Romanishin

(traduzione di E. Prosperi)

Sommario

Introduzione alla Fotometria Astronomica CCD _____1

Prefazione - Ringraziamenti - Dettagli _____3

1. Fotometria: Cosa e Perché _____8

2. Radiazione ElettroMagnetica (REM) visibile _____10

3. Fotografia, Spettrofotometria e Fotometria _____12

4. Magnitudine e indice di colore _____18
4.1. La magnitudine _____18
4.2. La magnitudine bolometrica _____19
4.3. Il colore _____20

5. I Telescopi _____23
5.1. I compiti del Telescopio _____23
5.2. La formazione dell'immagine _____24
5.3. Tipi di Telescopi _____24
5.4. Lunghezza focale e rapporto focale _____27
5.5. La Risoluzione Angolare _____28

6. Grandi Telescopi: Giocattoli Costosi per Brave Ragazze e Ragazzi _____31
6.1. Modi di osservare _____31
6.2. Accesso ai Grandi Telescopi: Chi può usare i Grandi Giocattoli _____32
6.3. Grandi Telescopi nel Mondo nelle bande Ottico/IR _____34

7. L'Atmosfera: rovina dell'Astronomo. _____38
7.1. Astronomia Spaziale e il Perfetto Sito Osservativo _____39
7.2. Nubi e Cieli Fotometrici _____40
7.3. Nubi: il Brutto e il Cattivo. _____41

8. Il Seeing e le Dimensioni del Pixel _____43
8.1. Immagini Limitate dal Seeing _____44

9. La Profondità Ottica e l'Estinzione Atmosferica: "Teoria" _____47
9.1. Estinzione Atmosferica _____49

10. Cielo Notturno, Cielo Luminoso _____52

11. Rivelatori Fotometrici _____57
11.1. L'Occhio Umano _____57
11.2. Emulsioni Fotografiche _____58
11.3. Rivelatori Moderni – PMT e CCD _____58

12. I CCD (Charge Coupled Devices) _____61

12.1. Concetti di base 61
12.2. CCD amatoriali e professionali 67
12.3. Flat Field Frames 67

13. Il trattamento delle immagini al computer 70
13.1. Formato dell'immagine 70
13.2. Formato immagine – FITS 72
13.3. Aritmetica e composizione di base delle immagini 72
13.4. Appianare le immagini 73
13.5. Ribaltamento e trasposizione delle immagini 73
13.6. Spostamento e rotazione delle immagini 73
13.7. Sezioni di immagini 74
13.8. Mosaico 74

14. IRAF e LINUX 75
14.1. Struttura di base di IRAF 76

15. Visualizzazione delle immagini 79
15.1. Istogramma 79
15.2. Finestratura 80

16. Una panoramica su come si fa fotometria 83

17. Misura della magnitudine strumentale 85
17.1. Point Spread Function (PSF) e dimensione delle immagini stellari 86
17.2. Correzione d'apertura 88
17.3. Phot 90
17.4. Fotometria in campi ricchi di stelle 91

18. Estinzione atmosferica in pratica 93
18.1. Masse d'aria 93
18.2. Calcolo di K 94
18.3. Complicazione: estinzione del 2° ordine per la banda B 96
18.4. Variazioni nell'estinzione 97

19. Trasformazioni di colore e di magnitudine 100

20. Incertezze e rapporto segnale rumore 105
20.1. Un piccolo fotone, due piccoli fotoni, tre... 106
20.2. Applicazione a misurazioni astronomiche reali 108
20.3. La combinazione delle osservazioni 113
20.4. Quanto in là ci si può spingere nella magnitudine limite? 115

21. Quanti conteggi? Quale magnitudine limite? 116
21.1. Quanti conteggi? 116
21.2. Il calcolo della magnitudine limite 117

22. I Filtri 119

23. Stelle standard per la fotometria 122

24. AR, DEC e gli angoli nel cielo 126
24.1. Angoli in cielo 127

25. Che facciamo, capo? 129
25.1. Almanacchi astronomici 129
25.2. Pianificazione della fotometria 130
25.3. La Luna 132

25.4. Cartine di riferimento 133

26. Progetti 134
26.1. Riduzioni ccd 134
26.2. Scala della ccd 134
26.3. Estinzione 135
26.4. Equazioni del colore 135
26.5. Stelle variabili 135
26.6. Diagrammi colore-magnitudine di ammassi stellari 135
26.7. Immagini delle linee di emissione delle regioni HII 136
26.8. Parallassi stellari e moti propri 136
26.9. Astrometria di asteroidi 136
26.10. Parallasse di asteroidi 137

Appendice A: Misure di Angoli e Approssimazione per Piccoli Angoli (SAA) 138

Appendice B: Problemi di Rapporto 140

Appendice C: Letteratura Astronomica 143

I dettagli della traduzione in italiano 144

Capitolo 1

1. Fotometria: Cosa e Perché

Molte persone sono interessate all'astronomia perché è eccitante dal punto di vista visuale. Le molte e meravigliose immagini di oggetti celesti, riprese con l'uso di grandi telescopi terrestri o spaziali, rappresentano certamente la più spettacolare manifestazione della moderna ricerca astronomica. Tuttavia, per fare vera scienza è necessario ben più delle semplici immagini. Le immagini sono necessarie come primo passo per classificare gli oggetti in base all'aspetto (morfologia). Per procedere oltre nell'investigazione, sono necessarie informazioni quantitative – vale a dire, misurazioni delle proprietà degli oggetti. L'astronomia di tipo osservativo diventa vera scienza solo se possiamo cominciare a rispondere a domande di tipo quantitativo: quanto è lontano quel dato oggetto? Quanta energia emette? Qual è la sua temperatura?

La più fondamentale informazione che possiamo trarre da misure su oggetti celesti al di là del nostro sistema solare consiste nella misura dell'ammontare di energia, sotto forma di radiazione elettromagnetica, ricevuta dall'oggetto. Chiameremo flusso questa quantità di energia. La scienza che misura il flusso ricevuto da un oggetto celeste è chiamata ***fotometria***. Come vedremo, la fotometria si riferisce in generale a misure di flusso su una larga banda di radiazione. La misura di flusso, messa in relazione alla stima della distanza di un oggetto, ci può fornire informazioni riguardanti l'energia totale emessa dallo stesso oggetto (luminosità), la sua temperatura, le sue dimensioni ed altre proprietà fisiche.

Se possiamo misurare il flusso in stretti intervalli di lunghezza d'onda, cominciamo ad osservare che, sovente, esso è molto irregolare su piccole scale di lunghezze d'onda. Ciò è dovuto all'interazione della luce con gli atomi e le molecole dell'oggetto. Questi picchi e oscillazioni nel flusso, in funzione della lunghezza d'onda, sono come le impronte digitali. Essi possono rivelarci moltissimo sull'oggetto – di cosa è costituito, come si sta movendo e ruotando, la pressione e la ionizzazione della materia nell'oggetto, ecc. L'osservazione di queste oscillazioni è detta ***spettroscopia***. Una combinazione di spettroscopia, con buona

risoluzione in lunghezza d'onda, e di fotometria con buona calibrazione del flusso, è sovente detta ***spettrofotometria***.

Perché fare fotometria a bassa risoluzione piuttosto che spettrofotometria a più elevata risoluzione oppure spettroscopia, visto che uno spettro fornisce molta più informazione di quanto non faccia la fotometria? Come vedremo, *è molto più facile eseguire osservazioni fotometriche di oggetti deboli piuttosto che osservazioni spettroscopiche*. Con un dato telescopio, ci si può sempre spingere con la fotometria su oggetti molto più deboli che non con la spettroscopia. In pratica, la strumentazione necessaria per fotometria è molto più semplice ed economica che non quella per spettroscopia. Con l'uso di CCD a basso costo, ora facilmente disponibili, anche i piccoli telescopi possono essere impiegati per condurre utili osservazioni fotometriche, in particolare nel monitoraggio di oggetti variabili.

Capitolo 2

2. Radiazione ElettroMagnetica (REM) visibile

La quasi totalità dell'informazione astronomica proveniente dalle regioni di spazio oltre il nostro Sistema Solare ci giunge attraverso qualche forma di radiazione elettromagnetica (REM). (Si può immaginare qualche forma di informazione dallo spazio esterno al sistema solare che non implichi qualche forma di REM?). Possiamo ricevere e studiare le REM in un intervallo di lunghezze d'onda o, equivalentemente, di energia dei fotoni esteso su una gamma di almeno 10^{16} (dire diecimila migliaia di miliardi fa più effetto) – a partire dalle lunghezze d'onda più piccole, quelle dei raggi gamma ad alta energia, fino alle radioonde a bassa energia e lunghezza d'onda elevata. All'interno di questo ampio intervallo, i nostri occhi sono sensibili ad una stretta banda di lunghezze d'onda – approssimativamente tra 4500 e 6500 Å. L'intervallo di lunghezze d'onda a cui i nostri occhi sono sensibili è detto intervallo di lunghezze d'onda visibile. Definiremo un intervallo che si estende da una lunghezza d'onda leggermente più corta (~3200Å) ad una leggermente più lunga (~10000Å) come la ***porzione ottica*** dello spettro. (nota: mentre i Fisici misurano le lunghezze d'onda, λ, in nanometri (nm), gli Astronomi tendono a usare gli Ångstroms: 1Å = 10^{-10}m = 0,1nm. Perciò un fisico direbbe che la regione ottica si estende da 320 a 1000 nm.)

Tutta la REM viaggia in pacchetti discreti chiamati fotoni. Un fotone possiede definiti valori di energia e frequenza o lunghezza d'onda. La relazione tra energia del fotone (E_p) e frequenza (ν) è data da:

$$E_p = h \cdot \nu \qquad (2.1)$$

O anche, siccome $c = \lambda \cdot \nu$,

$$E_p = \frac{h \cdot c}{\lambda} \qquad (2.2)$$

dove h è la costante di Planck, λ la lunghezza d'onda e c la velocità della luce. L'energia dei fotoni nella banda visibile è di pochi eV (elettronvolt). (l'*elettronvolt* è un'unità di misura non-

metrica dell'energia, conveniente per esprimere le energie associate a cambi di livello elettronico negli atomi, ed anche per misurare l'energia dei fotoni nel visibile).

La regione ottica dello spettro, sebbene rappresenti un sottile intervallo dell'intero spettro di REM, è estremamente importante in astronomia per molte ragioni. Dato che i nostri occhi sono sensibili a questa regione, ne abbiamo diretta esperienza sensoriale. Oggigiorno, nessuna osservazione avente carattere di ricerca scientifica viene più basata sull'osservazione visiva come mezzo primario di indagine. Tuttavia, il fatto di essere sensibili alla luce visibile ha prodotto, negli ultimi uno/due secoli, un grande sforzo per sviluppare dispositivi – emulsioni fotografiche, fotomoltiplicatori, videocamere, dispositivi a stato solido – che rivelano e registrano la luce visibile. La seconda fondamentale ragione per operare nella banda ottica è costituita dal fatto che l'atmosfera terrestre è, almeno in parte, trasparente in questa regione dello spettro – altrimenti non potremmo vedere le stelle di notte (o il Sole di giorno)! Una gran parte dello spettro REM è bloccato dall'atmosfera e può essere studiato solo con telescopi posti al di fuori di essa. Solo nella regione ottica e in quella radio esistono grandi finestre nell'atmosfera – porzioni dello spettro REM per le quali essa è, almeno in parte, trasparente – e che ci permettono di studiare l'universo. Lo studio delle lunghezze d'onda che non attraversano l'atmosfera, realizzato con l'uso di telescopi e rivelatori nello spazio – quella che viene detta *astronomia spaziale* – rappresenta un settore estremamente importante dell'astronomia che ha arricchito in modo fantastico la nostra indagine dell'universo nelle ultime decadi. In termini strettamente astronomici, la banda ottica è importante perché la maggior parte delle stelle e delle galassie emette una frazione significativa della propria energia in questa porzione dello spettro (questo non è vero in riferimento a oggetti essenzialmente più freddi delle stelle – ad esempio: pianeti, polvere interstellare e nubi molecolari, che emettono nell'infrarosso o a lunghezze d'onda maggiori – o essenzialmente più caldi – ad esempio: nubi di gas ionizzato e stelle di neutroni, le quali emettono nell'ultravioletto e nelle regioni X dello spettro. D'ora in poi, la prossima volta che ammirate il brillante pianeta Venere e pensate che state per essere invasi dagli alieni, potrete domandarvi perché, nella precedente affermazione, ho catalogato i pianeti assieme alle nubi di polveri. La ragione risiede nel fatto che la brillante luce visibile di Venere è luce solare riflessa e non luce emessa dal pianeta). Infine, molte molecole e atomi hanno transizioni elettroniche nella regione ottica dello spettro.

Capitolo 3

3. Fotografia, Spettrofotometria e Fotometria

L'intento dell'astronomo è quello di realizzare misure della REM proveniente da oggetti celesti, col maggior dettaglio e la più fine risoluzione possibile. Ci sono ovviamente diversi tipi di dettaglio che desideriamo indagare. Essi riguardano, ad esempio, gli angoli, la lunghezza d'onda ed il tempo. Un perfetto sistema di osservazione ci darebbe l'ammontare di radiazione, in funzione della lunghezza d'onda, λ, proveniente dall'intera volta celeste, in intervalli angolari arbitrariamente piccoli. Tale sistema non esiste! Noi soffriamo sempre di limitazioni sia per quanto concerne la copertura angolare e di lunghezza d'onda, sia per la risoluzione angolare e di lunghezza d'onda. Se desideriamo una dettagliata informazione sullo spettro di lunghezze d'onda delle REM da un oggetto (spettroscopia o spettrofotometria) dobbiamo rinunciare al dettaglio angolare. Se vogliamo ottenere una acuta risoluzione angolare di un'ampia regione di cielo (fotografia) si deve, generalmente, rinunciare ad una fine risoluzione spettrale.

Idealmente, lo scopo della spettrofotometria è quello di misurare la distribuzione spettrale dell'energia (SED – Spectral Energy Distribution) degli oggetti celesti, ovvero conoscere la distribuzione, nelle diverse lunghezze d'onda, dell'energia proveniente dall'oggetto. Si desidera misurare la quantità di energia che sarebbe ricevuta da un osservatore situato al di fuori dell'atmosfera terrestre, per secondo, per unità di area e per unità di intervallo di lunghezza d'onda o di frequenza. L'unità di flusso spettrale (nel sistema cgs) ha dimensione:

$$f_\lambda = erg \cdot s^{-1} \cdot cm^{-2} \cdot \text{Å}^{-1} \qquad (3.1)$$

(si pronuncia: "f-lambda è uguale a erg per secondo, per centimetro quadrato, per Angstrom"), se la misura è riferita a un intervallo unitario di lunghezza d'onda, oppure

$$f_\nu = erg \cdot s^{-1} \cdot cm^{-2} \cdot Hz^{-1} \qquad (3.2)$$

(si pronuncia: "f-nu") se è riferita all'intervallo unitario di frequenza.

La figura 3.1 mostra uno spettro tipico di un oggetto astronomico. Questo copre, ovviamente, solo una frazione molto limitata dello spettro totale REM. Si notino le unità sugli assi del grafico. Nella banda di lunghezze d'onda che giace nell'UV, una regione dello spettro a cui l'atmosfera è opaca, si può affermare che la radiazione non è rivelabile con un telescopio basato a terra.

f_λ e f_ν per una stessa sorgente e alla medesima lunghezza d'onda sono valori molto differenti. Questo perché l'intervallo di lunghezza d'onda di 1Å corrisponde a una frazione dell'intero spettro molto più grande della variazione di 1Hz in frequenza, almeno in banda ottica. La relazione tra f_λ e f_ν è espressa da:

$$f_\lambda = \frac{c}{\lambda^2} f_\nu \qquad (3.3)$$

La qualità della spettrofotometria può essere caratterizzata dalla risoluzione in lunghezza d'onda (o frequenza) – ad esempio, se si ha la risoluzione di *1Å*, allora si conosce il flusso per ogni intervallo di 1 Ångstrom.

La risoluzione in lunghezza d'onda è definita da un valore detto ***risoluzione***, dato dal rapporto tra la lunghezza d'onda (λ) e la risoluzione in lunghezza d'onda ($\angle\lambda$). Ad esempio, se l'intervallo di risoluzione è di 2Å e si osserva a 5000Å, allora la *risoluzione* vale 2500.

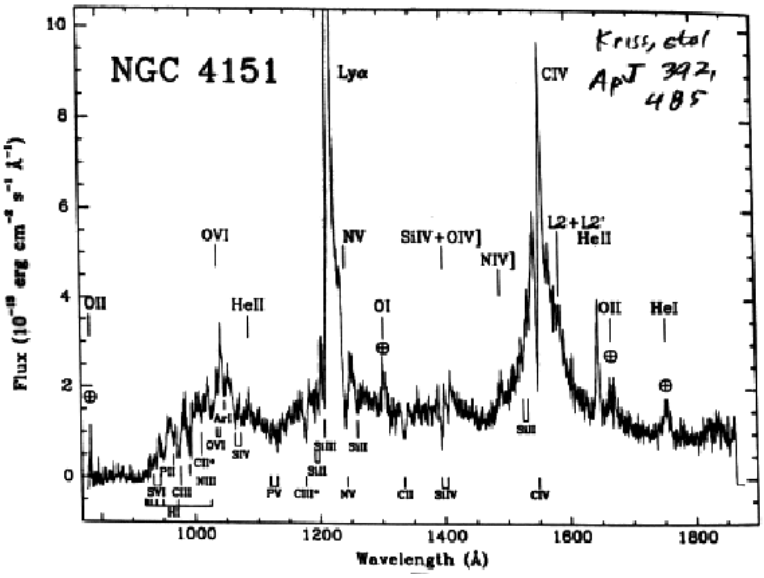


Figura 3.1. Esempio di spettro di un oggetto astronomico, il nucleo attivo nella galassia NGC 4151. Notare le unità sull'asse y (10^{-13} erg s^{-1} cm^{-2} $Å^{-1}$). Si noti il range di unità sull'asse x – questo spettro non è stato ovviamente registrato con un telescopio basato a terra!

Per fare vera spettrofotometria, è necessario l'uso di elementi di dispersione (reticoli di diffrazione o prismi) che disperdono la luce in relazione alla lunghezza d'onda, cosicché si può misurare la quantità di radiazione elettromagnetica (REM) in stretti intervalli di lunghezza d'onda. Questo ovviamente indebolisce la luce e, di conseguenza, in confronto alla fotografia, la spettrofotometria richiede un telescopio di maggiori dimensioni, oppure è limitata agli oggetti relativamente più luminosi. La spettrofotometria richiede, inoltre, uno spettrografo,

cioè uno strumento che realizza la dispersione dello spettro luminoso. I buoni spettrografi, di classe adeguata per la ricerca, sono strumenti complicati e costosi.

Invece di usare un elemento disperdente per selezionare le lunghezze d'onda da misurare, si può far uso di filtri che lasciano passare solo determinate lunghezze d'onda. Se poniamo un filtro davanti ad un sensore CCD, otteniamo un'immagine composta dalle sole lunghezze d'onda che attraversano il filtro. Non si ha, in questo caso, la dispersione della luce alle diverse lunghezze d'onda. Se si usa un filtro con un'ampia banda passante (a banda larga) si ottiene un'immagine molto più luminosa rispetto a quella che si ottiene, in un singolo intervallo spettrale, in spettrofotometria. Perciò un dato telescopio può misurare la luminosità di un oggetto attraverso un filtro, fino a limiti di luminosità molto più bassi di quanto possa fare lo stesso telescopio in spettrofotometria; ciò, naturalmente, a scapito di una più grossolana informazione sulla distribuzione del flusso in funzione della lunghezza d'onda. I filtri hanno risoluzioni tipiche $\lambda/\Delta\lambda$ da 5 a 20 o simili (qui $\Delta\lambda$ è rappresentata dalla FWHM – Full Width at Half Maximum – la banda passante totale tra i punti a metà altezza della curva di risposta del filtro). I filtri saranno discussi con maggiore dettaglio in un prossimo capitolo. Per quanto detto, la fotometria con filtri può considerarsi una sorta di spettrofotometria a bassissima risoluzione. Spesso eseguiamo immagini senza uso di filtri. In questo caso, le lunghezze d'onda registrate sono determinate dalla caratteristica di sensibilità del sensore, dalla trasparenza atmosferica e dalla trasmissibilità e riflettività delle ottiche del telescopio. Fotografare senza filtri impedisce di rilevare l'informazione di colore degli oggetti. Altro problema causato dall'assenza di filtri è la grande larghezza di banda registrata, cosicchè la rifrazione atmosferica (discussa più avanti) può essere causa di degrado dell'immagine.

La fotometria con filtri, o semplicemente fotometria, è più facile da eseguire che non la spettrofotometria, dato che si tratta unicamente di adottare un sensore (che usualmente è un CCD) con un supporto per filtri disposto anteriormente. La gran parte del tempo globalmente impiegato nella ricerca astronomica con telescopi ottici è dedicato alla fotometria CCD.

Per esempio, si supponga di voler determinare il flusso spettrale proveniente da una data stella ad una particolare lunghezza d'onda, essendo la banda spettrale determinata da un filtro. Come si può fare? Bene, si potrebbe pensare di puntare il telescopio in direzione della stella, misurare il numero di unità (consideriamo, per ora, le unità come se fossero fotoni) che il sensore registra ogni secondo, poi trovare l'energia corrispondente alle unità registrate (in corrispondenza alla lunghezza d'onda centrale), e ricavare l'energia ricevuta dalla stella. Come vedremo, è arduo, per non dire impossibile, risalire direttamente dai conteggi di unità del sensore ad un preciso flusso spettrale! La prima ovvia complicazione è data dal fatto che il

nostro sensore non rivela realmente ogni singolo fotone, cosicché è necessario introdurre una correzione per ottenere una misura di fotoni. Se si misura la stessa stella con lo stesso sensore, ma con un telescopio più grande, si ottengono più fotoni per unità di tempo. Ovviamente il flusso della stella non può dipendere dal tipo di telescopio usato per la misura! Tener conto della dimensione del telescopio sembra semplice – dividere la misura ottenuta per l'area di raccolta della luce incidente. Bene, cos'è l'area di raccolta di luce del telescopio? Per un rifrattore si tratta proprio dell'area della lente, ma per un riflettore si deve considerare non solo l'area dello specchio, ma anche la luce persa a causa del fatto che lo specchio secondario e la relativa struttura di sostegno blocca, in parte, la luce. E i fattori da considerare non sono ancora finiti – gli specchi dei telescopi sono esposti agli agenti atmosferici, agli occasionali imbrattamenti da parte di uccelli ed alle infestazioni degli insetti. Lo strato alluminato che dà la riflettività (il deposito sul vetro che possiede la curvatura ottica) è soggetto a corrosione da parte degli agenti chimici e perde riflettività nel tempo (anche uno specchio alluminato di fresco non possiede il 100% di riflettività). L'alluminio ha riflettività che varia moderatamente con la lunghezza d'onda. Ogni vetro del sistema ottico, quando è attraversato dalla luce (la finestra ottica del CCD o, per alcuni tipi di telescopi, le lenti correttrici e le ottiche aggiuntive) assorbe un po' di luce, sempre in quantità differente in relazione alla lunghezza d'onda. Come possiamo sperare di misurare l'ammontare di luce bloccata a causa della polvere oppure la riflettività e trasmissibilità delle ottiche nel telescopio? E anche se ne fossimo capaci, dovremmo, d'altra parte, preoccuparci per gli effetti causati dall'atmosfera terrestre. L'atmosfera assorbe una qualche frazione della luce proveniente da tutti gli oggetti celesti. Come in seguito vedremo, l'ammontare della luce assorbita è differente alle diverse lunghezze d'onda ed è anche variabile col tempo. L'affievolimento della luce al passaggio attraverso l'atmosfera è detto ***estinzione atmosferica***.

Di fronte alla descritta lista di fattori che influenzano la misura del flusso da una stella si potrebbe concludere che è impossibile avere un'accurata misura di flusso proveniente da una qualunque di esse. E' certo difficile, ma non impossibile, eseguire la cosiddetta spettrofotometria assoluta (o fotometria assoluta) di una stella. Un problema importante è dato dal fatto che è sorprendentemente difficile ottenere una buona sorgente di luce calibrata. Usualmente la sorgente di luce consiste in un pezzo di metallo scaldato al punto di fusione, e la radiazione viene calcolata a partire dalla temperatura di fusione mediante la legge di Planck relativa alla radiazione emessa da un *corpo nero*. Ciononostante, sono state effettivamente condotte un numero assai limitato di osservazioni di "fotometria assoluta" di stelle,

comparando il flusso della stella direttamente ad un corpo nero ad una data temperatura, fisicamente definito (vedere gli articoli elencati alla fine del capitolo).

Come dobbiamo allora misurare con affidabilità il flusso di una stella? L'idea chiave consiste nel misurare il flusso dell'oggetto incognito unitamente al flusso di un gruppo di stelle (chiamate *stelle standard*) il cui flusso è già stato accuratamente misurato. In ultima analisi, i flussi possono essere ricondotti in relazione a quello della stella Vega[1], la cui spettrofotometria assoluta è stata misurata in una serie di eroiche osservazioni.

Perché la procedura accennata è di aiuto? Misurando il nostro oggetto nonché la stella standard, noi possiamo esprimere il flusso della nostra stella come frazione del flusso di quest'ultima (o di quello di Vega). Molti dei sopraccitati fattori, dalla sporcizia sulle ottiche all'efficienza quantica (QE) del CCD non alterano il rapporto tra il flusso incognito della stella e quello delle stelle standard, dato che intervengono in misura uguale su di essi (l'effetto dell'atmosfera non ci sarebbe se noi osservassimo tutti gli oggetti attraverso lo stesso spessore di aria, ma questo non avviene in quanto gli oggetti sono sparpagliati su tutta la volta celeste. D'altra parte è relativamente agevole – almeno in principio – correggere l'effetto dell'atmosfera, come si discuterà più avanti a proposito dell'estinzione atmosferica).

Gli astronomi che osservano nella parte visibile dello spettro esprimono quasi sempre i rapporti o le frazioni come magnitudini, che saranno discusse in dettaglio in una successiva sezione. Per le magnitudini apparenti (in quanto riferite al flusso di una stella), si definisce essenzialmente lo zero di riferimento del sistema fotometrico affermando che un dato gruppo di stelle presenta un determinato insieme di magnitudini. Storicamente, Vega ha magnitudine esattamente 0,00 a tutte le lunghezze d'onda e con qualsiasi filtro (si veda la nota). Perciò, quando misuriamo la magnitudine apparente di una data stella, ad esempio, di magnitudine 5.00, si afferma che la stella presenta un flusso 100 volte inferiore a quello della stella con magnitudine 0,00. E siccome conosciamo il flusso della stella di magnitudine zero (da misure assolute), possiamo facilmente ricavare il flusso della stella, moltiplicando semplicemente il flusso standard a magnitudine zero per 0,01!

[1] Vega ha, in realtà, una magnitudine di 0,03 nel sistema moderno. L'attuale riferimento di zero del sistema UBVRI è stabilito da 10 stelle primarie standard, che coprono un intervallo di magnitudine che va da circa 2 a 5. Il riferimento di zero del sistema di colore UBVRI è fissato dalla media di 6 stelle di tipo A0 V, una delle quali è Vega. Il colore medio di queste 6 stelle corrisponde per definizione a 0,00 in tutti i colori. Perciò l'aver affermato essere Vega la stella standard non è del tutto corretto, però lo è l'immediatezza dell'idea.

Ulteriori letture

1. Photometry in the digital Age - Kaitchuck, Henden, and Truax - CCD Astronomy, autunno 1994
2. A New Absolute Calibration of Vega - G. W. Lockwood, N.M. White and H. Tug - Sky and Telescope, ottobre 1978. (Questo è un meraviglioso articolo, sia per il contenuto scientifico che per la cronaca delle frustrazioni e inaspettati problemi che, giorno dopo giorno insorgono quando si conduce una ricerca scientifica.)
3. Hayes e Latham - ApJ 197 p. 587 e 593 (1975)

Capitolo 4

4. Magnitudine e indice di colore

4.1. La magnitudine

Gli astronomi che osservano nella banda ottica usano quasi sempre il sistema delle magnitudini per indicare diversi tipi di misurazioni come le luminosità osservate (flusso di energia o energia ricevuta nell'unità di tempo e per unità d'area) delle stelle e la corrispondente luminosità (potenza totale in uscita, in radiazione elettromagnetica [REM]). Le radici storiche del sistema delle magnitudini risale molto addietro nel tempo, sin dal primo catalogo stellare compilato dallo studioso greco Hipparco, circa 2200 anni fa. Questi suddivise le stelle in sei classi di luminosità, e chiamò le stelle più luminose (ad occhio nudo, ovviamente), di prima magnitudine, mentre le più deboli, appena percepibili, di sesta magnitudine.

Molto più tardi, quando gli astronomi furono in grado di effettuare misurazioni più accurate, si resero conto che la scala di Hipparco era di tipo logaritmico. Ciascun gradino di magnitudine corrispondeva ad un rapporto o fattore di luminosità fisso. Le stelle di prima magnitudine erano 2,5 volte più brillanti di quelle di seconda magnitudine, quelle di seconda erano 2,5 volte più luminose di quelle di terza, e così via.

Basandosi sul sistema di magnitudini di Hipparco, ma utilizzando moderni sistemi di misura, gli astronomi hanno deciso di definire un sistema in cui 5 magnitudini corrispondono esattamente ad un rapporto di 100. Perciò, ogni magnitudine risulta esattamente $100^{\frac{1}{5}}$ volte, circa 2,512, più luminosa della successiva.

Si può senz'altro pensare alle magnitudini come ad un modo rapido per descrivere un rapporto di grandezze. Prendiamo due stelle, con flussi di luminosità f_1 ed f_2, si può definire la differenza di magnitudine nel modo seguente:

$$m_1 - m_2 = -2{,}5 \cdot \log_{10}\left(\frac{f_1}{f_2}\right) \qquad (4.1)$$

Se il rapporto è uguale a 100 la differenza di magnitudine equivale a 5. L'equazione 4.1 è quella fondamentale per definire e trattare le magnitudini in astronomia.

Si noti che, se si conosce la differenza di magnitudine tra due stelle, si può altresì determinare il rapporto dei flussi:

$$\frac{f_1}{f_2} = 10^{-0,4\cdot(m_1 - m_2)} \qquad (4.2)$$

L'uso più comune della magnitudine è quello per esprimere la luminosità apparente delle stelle. Per ottenere un valore preciso per la magnitudine di una stella (invece della differenza di magnitudine tra due stelle), si deve stabilire un punto di partenza, o un *punto di zero* per il sistema di magnitudini. Per rendere tutto alquanto più semplice, (si veda a tal proposito il capitolo 3 e quello dal titolo *Le stelle standard per la fotometria*), si sceglie la stella Vega e le si attribuisce un valore di magnitudine 0,00. Allora, la magnitudine di ogni altra stella sarà, di conseguenza, correlata al rapporto tra i flussi di tale stella e di Vega nel modo che segue:

$$m_1 = -2,5 \cdot \log_{10}\left(\frac{f_1}{f_{Vega}}\right) \qquad (4.3)$$

La magnitudine di Vega non compare perché è stata impostata a 0.00. Queste magnitudini vengono dette *magnitudini apparenti* in quanto sono relative al flusso della stella o alla sua luminosità apparente. La *magnitudine assoluta* è relativa alla luminosità effettiva di un oggetto. Per determinare la magnitudine assoluta, si deve misurare la magnitudine apparente, ed anche conoscere la distanza ed il valore dell'attenuazione introdotta dalla presenza di eventuali polveri oscuranti interposte tra l'oggetto e l'osservatore.

4.2. La magnitudine bolometrica

Il flusso di ogni oggetto varia con la lunghezza d'onda. Per misurare tutte le REM provenienti da un corpo, lo si deve osservare a tutte le lunghezze d'onda delle REM, dai raggi gamma fino alle onde radio. Le quantità di radiazioni più significative registrate nelle varie lunghezze d'onda vengono chiamate quantità bolometriche. La luminosità bolometrica del Sole, ad esempio, corrisponde al totale dell'energia emessa in tutte le lunghezze d'onda delle REM. Le magnitudini bolometriche sono difficili da misurare effettivamente. L'oggetto deve essere osservato con diversi tipi di telescopi e di rivelatori - ad es. con i telescopi a terra per lo studio dello spettro visibile, con i telescopi spaziali per l'ultravioletto ed i raggi x, che non riescono a penetrare nell'atmosfera, telescopi a terra o spaziali per l'infrarosso, telescopi spaziali per le onde radio millimetriche e submillimetriche, telescopi terrestri per le onde radio più lunghe. La

lunghezza d'onda del picco di emissione è, naturalmente, correlata alla temperatura effettiva della stella secondo la legge di Stefan-Boltzmann. La lunghezza d'onda del picco di flusso, per la maggioranza delle stelle, si colloca all'interno o è molto vicina alla regione visibile dello spettro. Per fortuna, la maggior parte delle stelle emette la quasi totalità dell'energia all'interno di un intervallo di lunghezze d'onda molto prossimo a quella di picco. Questo però, non è vero per alcuni oggetti, come i quasar od i nuclei galattici attivi, che emettono grandi quantità di energia in un intervallo di lunghezze d'onda molto più ampio.

Le quantità bolometriche sono importanti per i teorici, in quanto rappresentano la quantità totale di energia emessa da un oggetto. Tuttavia, le osservazioni devono essere limitate ad alcuni intervalli di lunghezza d'onda ben definiti, sia a causa dell'atmosfera sia per le tipologie di rivelatori utilizzati. La regione ottica è quella limitata dall'atmosfera alle lunghezze d'onda più corte. All'interno della regione ottica, possiamo ulteriormente ridurre le lunghezze d'onda osservate mediante l'impiego di appositi filtri. I filtri sono componenti ottici che consentono il passaggio solo di determinate lunghezze d'onda.

4.3. Il colore

Sebbene i filtri vengano discussi in maggiore dettaglio in un prossimo capitolo, si introduce qui un sistema di filtri in modo da poter discutere l'idea dei colori. Un sistema di filtri ampiamente utilizzato nella regione ottica dello spettro è il cosiddetto sistema UBV. (Ultravioletto - Blu - Visuale). Le lettere corrispondono a diversi filtri: U per ultravioletto, B per blu e V per visuale. Le lunghezze d'onda centrali dei filtri sono, pressappoco, le seguenti: U - 3600Å; B - 4400Å; V - 5500Å. La banda passante è di circa 1000Å per ciascun filtro nel sistema a banda larga UBV. Ad esempio, il filtro B lascia passare la luce compresa tra 3900Å e 4900Å.

Si definiscono le magnitudini nella banda di ciascun filtro - ad esempio m_V, (o anche solo V) rappresenta la magnitudine con il filtro V. Il colore di un oggetto è correlato alla variazione del flusso in funzione della lunghezza d'onda. Usando filtri a banda larga, come gli UBV, si definisce l'indice di colore come la differenza tra le magnitudini misurate in due diversi colori, in altre parole:

$$B - V = m_B - m_V \qquad (4.4)$$

definisce l'indice di colore B -V.

Quale informazione ci dà B -V circa il colore di un oggetto? Dall'equazione fondamentale per la definizione delle magnitudini (4.1), si vede che una differenza di magnitudine corrisponde

ad un rapporto di flusso. Il rapporto è rappresentato dal flusso nella banda B rispetto a quello nella banda V per lo stesso oggetto, invece di due oggetti distinti

$$B-V = m_B - m_V = -2{,}5 \cdot \log_{10}\left(\frac{f_B}{f_V}\right) + k \qquad (4.5)$$

Dove f_B è la media del flusso con il filtro B e f_V è la media del flusso con il filtro V, mentre *k* è una costante. Questa compare nell'equazione per il modo in cui si è definito il punto di zero del sistema di colori. Si potrebbe pensare che se si ha B-V = 0,00 allora $f_B = f_V$. Questo non è il modo in cui il sistema di colore è definito. Storicamente, gli astronomi hanno selezionato un gruppo di stelle di tipo A (inclusa Vega), ed hanno definito il colore medio di queste stelle in modo da avere tutti i colori uguali a 0,00. Per una stella A, f_B non è mai uguale a f_V, in tal modo risulta necessario introdurre una costante non nulla, nella equazione 4.5, per far sì che il colore risulti pari a 0,00.

Così il colore B - V di Vega risulta 0,00, praticamente "per definizione". Il colore B-V del Sole, più rosso di Vega, è circa 0,67. il colore B-V delle stelle più blu (più calde) risulta circa –0.3. il colore di Betelgeuse, la stella rossa che costituisce la spalla destra di Orione è di circa B-V = 2,0. le stelle più blu presentano un B-V più piccolo. Valori di B-V inferiori a 0,00 indicano semplicemente oggetti più blu di Vega.

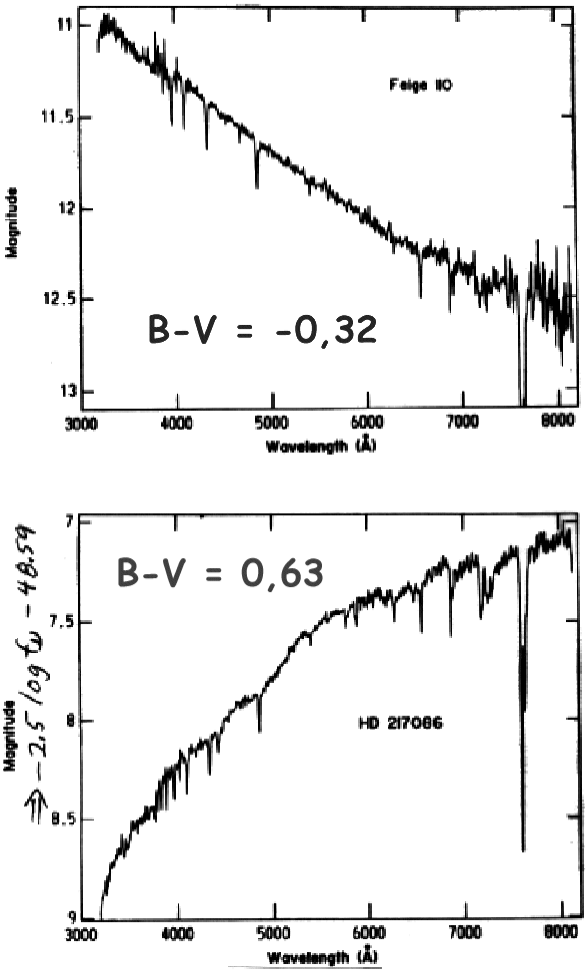


Figura 4.1. Spettrofotometria di una stella blu (in alto) e di una stella gialla (in basso). La risoluzione spettrale è di circa 50Å, di modo che la risoluzione risulta circa 5000/50=100. Si noti la connessione tra la pendenza dei diagrammi ed il colore

La fig. 4.1 mostra la spettrofotometria di due stelle per illustrare la relazione tra lo spettro e il colore. Una delle due stelle è gialla (B-V= 0,63), quasi come il Sole, mentre l'altra è blu, (B-V=-0,32) e molto calda. Il flusso è espresso in magnitudini, qui indicato in un modo semplificato di scrivere $\log_{10}(f_V)$. Si noti che il flusso delle stelle, in funzione della lunghezza

d'onda, presenta un aspetto assai diverso per le due stelle – il flusso della stella gialla tende ad aumentare con l'aumentare della lunghezza d'onda, mentre quello della stella blu decresce.

Poiché le magnitudini rappresentano, essenzialmente, il logaritmo di un flusso, non è conveniente sommarle. Per esempio, qual'è la magnitudine della luce combinata proveniente da due stelle, ciascuna di mag=10? Per risolvere questo problema, si può ritornare all'equazione 4.3, risolverla per (f/f_{Vega}), sommare i flussi, e quindi immettere il flusso combinato di nuovo nell'equazione 4.3. (la soluzione è 9,25).

Ulteriori letture

1. The Stellar Magnitude System - Sky and Telescope, Gennaio 1996.

Capitolo 5

5. I Telescopi

5.1. I compiti del Telescopio

La cupola di un osservatorio sulla cima di un monte isolato è una delle più familiari icone di tipo scientifico. (tranne il fatto che i telescopi non sporgono dalle cupole; un argomento che i vignettisti devono insegnare nelle loro scuole!). I telescopi terrestri che fanno ricerca in tutto il mondo rappresentano un investimento di parecchi miliardi di dollari.

Il telescopio spaziale Hubble è costato circa tre miliardi di dollari! ed il budget annuo supera largamente il costo di un grande telescopio terrestre.

Perché ci preoccupiamo di costruire telescopi forniti e li equipaggiamo con i sospirati rivelatori? Perché non usiamo semplicemente i nostri occhi per studiare il cielo? Perché i telescopi 1) raccolgono molta più luce delle nostre pupille; 2) Incrementano notevolmente la risoluzione angolare, permettendo di percepire i più fini dettagli; 3) i rivelatori collegati ai telescopi ci consentono di indagare in quegli intervalli di lunghezza d'onda non visibili dall'occhio umano; 4) i rivelatori consentono una registrazione continua. Per quanto concerne la raccolta della luce, più è grande il telescopio meglio è! Una maggior quantità di luce ci permette di osservare e di studiare oggetti più deboli, oppure effettuare misurazioni più precise su oggetti più luminosi. Telescopi più grandi possiedono una migliore risoluzione angolare, consentendo di rendere visibili dettagli più fini, sebbene il pieno potere risolutivo, di norma, non è raggiungibile a causa degli effetti deleteri dell'atmosfera, che sparpaglia la luce proveniente dagli oggetti celesti.

5.2. La formazione dell'immagine

Un telescopio forma un'immagine sul piano focale. Il telescopio più semplice è una lente convessa, questa forma un'immagine come è indicato in figura 5.1. Se si pone una piccola lente di ingrandimento (di solito si chiama oculare nella terminologia astronomica) in prossimità del piano focale e si osserva l'immagine, allora si è ottenuto un semplice telescopio. Se, invece, al posto dell'oculare, mettiamo un qualche rivelatore, o un dispositivo che registri l'immagine (come una pellicola o un CCD), anche questo costituisce un telescopio. Così si può realizzare un telescopio con un unico pezzo di vetro.

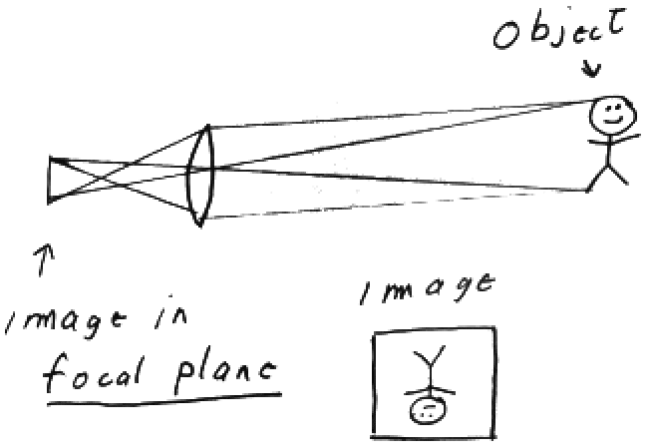


Figura 5.1. Formazione dell'immagine per mezzo di una semplice lente. Le linee mostrano i percorsi solo di alcuni raggi dall'oggetto. Si noti che i raggi passanti per il centro della lente non vengono deviati, quelli che passano attraverso la parte superiore della lente vengono deviati verso il basso e quelli che passano in basso vengono deviati verso l'alto, dando luogo così ad un'immagine capovolta sul piano focale.

5.3. Tipi di Telescopi

I telescopi possono essere divisi in tre classi: rifrattori, riflettori e catadiottrici. I rifrattori utilizzano una lente (un elemento ottico trasmissivo) come l'elemento primario di raccolta di luce. I riflettori impiegano uno specchio concavo. I telescopi catadiottrici utilizzano sia elementi trasmessivi che riflessivi come elementi componenti di raccolta della luce.

L'apice del successo dei rifrattori, tra i grandi telescopi per ricerca, è, da tempo, passato. I più grandi rifrattori costruiti a cavallo tra il 19° e 20° secolo, comprendono il Lick da 36 pollici e lo Yerkes da 40 pollici (la misura rappresenta il diametro della lente principale). Per diverse ragioni non sono mai stati costruiti rifrattori più grandi di questi. In primo luogo, dal momento che la luce deve attraversare la lente, questa deve essere sostenuta solo lungo il proprio bordo di vetro. Le lenti di notevoli dimensioni tendono a flettersi al variare dell'angolo tra la lente e la verticale, modificando e distorcendo la figura della lente. I rifrattori soffrono dell'aberrazione cromatica, poiché la luce delle diverse lunghezze d'onda, viene focalizzata in punti leggermente diversi. Questa aberrazione può essere notevolmente ridotta utilizzando due o più lenti di vetro di tipo diverso. Mediante un scelta appropriata di vetri con diverso indice di rifrazione, l'aberrazione cromatica di una lente può contribuire a cancellare quella originata dall'altra lente. Tuttavia, l'uso di due o più lenti implica un aumento dei costi e delle

perdite a causa della riflessione in corrispondenza di ognuna delle interfacce aria-vetro. Le ottiche con più elementi trasmissivi sono ora utilizzate, quasi esclusivamente, nei sistemi fotografici, i rifrattori astronomici, sono rari, oggigiorno, tranne che per una piccola minoranza di telescopi amatoriali.

Oggi, la maggior parte di quelli amatoriali e tutti i grandi telescopi per la ricerca, usano uno specchio come loro primario collettore di luce e sono, pertanto, riflettori. Un substrato di vetro viene impiegato per ottenere la figura ottica, mentre la riflessione viene prodotta da un sottile strato di alluminio depositato sulla superficie anteriore dello specchio. Visto che la luce non attraversa lo specchio, questo può essere sostenuto posteriormente, in modo che la flessione del vetro non limiti le dimensioni degli specchi come invece avviene per le lenti. La maggior parte dei grandi telescopi usano un singolo blocco di vetro per lo specchio primario (specchio monolitico), tuttavia, diversi importanti telescopi (come l'MMT ed il Keck da 10 metri) utilizzano specchi segmentati, dove il primario è costituito da un certo numero di singoli specchi separati. Gli obiettivi a specchio riflettono in ugual modo tutte le lunghezze d'onda, per cui non soffrono della aberrazione cromatica.

Le figure 5.2 e 5.3 mostrano le configurazioni ottiche schematiche di alcuni tipi di telescopio. Il Newton usa uno specchio primario parabolico con uno specchio secondario piano inclinato di 45° per spostare lateralmente il piano focale rispetto all'asse ottico. Questo è un comune tipo di telescopio autocostruito. Soffre di un campo limitato, a causa dalle aberrazioni fuori asse. Molti tipi di telescopi utilizzano due specchi curvi, un primario concavo ed un secondario convesso. Il secondario contrasta parzialmente la convergenza del fascio dal primario, consentendo di ottenere una lunghezza focale di molto maggiore di quella del primario (figura 5.4). Un classico schema Cassegrain presenta uno specchio primario parabolico ed un secondario iperbolico. Un sistema Ritchey-Chretien (RC), noto anche come Cassegrain aplanatico, usa entrambi gli specchi iperbolici. Molti grandi telescopi (come

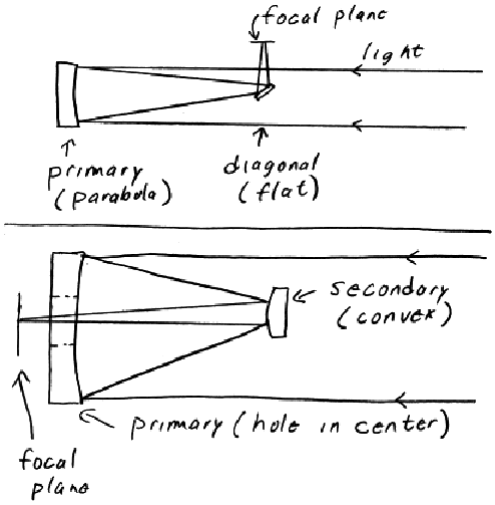


Figura 5.2. In alto: Newtoniano; in basso: sistema Cassegrain o RC. In questi sistemi lo specchio diagonale o il secondario sono di solito sostenuti da quattro sottili bracci attaccati all'interno della struttura del telescopio. Gli effetti della diffrazione della luce che passa in prossimità dei bracci sono responsabili delle familiari linee che si vedono dipartirsi dalle stelle più brillanti in molte immagini che ritraggono il cielo.

l'Hubble Space Telescope ed il Kitt Peak da 4 metri) utilizzano la configurazione ottica Ritchey-Chretien.

Per ottenere buone immagini di campi stellari estesi un grado o anche di più, si usa spesso la Camera Schmidt. Questa è dotata di uno specchio primario sferico. Naturalmente uno specchio sferico soffre di aberrazioni sferiche, perché i raggi che incidono nella parte centrale dello specchio vanno a fuoco in un punto diverso rispetto a quelli che incidono una zona periferica dello specchio. In una camera Schmidt classica (vedi la figura 5.3) viene utilizzato un leggero correttore trasmissivo, che presenta una figura di forma tale da cancellare l'aberrazione sferica del primario. Questa fornisce buone immagini per campi di diversi gradi, a spese però di un piano focale curvo. Le grandi camere Schmidt (come quella La Camera Schmidt di 48 pollici del Palomar) hanno giocato un ruolo importante come per la generazione di mappature della volta celeste, riprendendo estese aree di cielo su grandi lastre fotografiche. Oggi si applicano sensori CCD di grande formato o matrici di tali sensori alle camere Schmidt, ma la curvatura del piano focale complica questa configurazione.

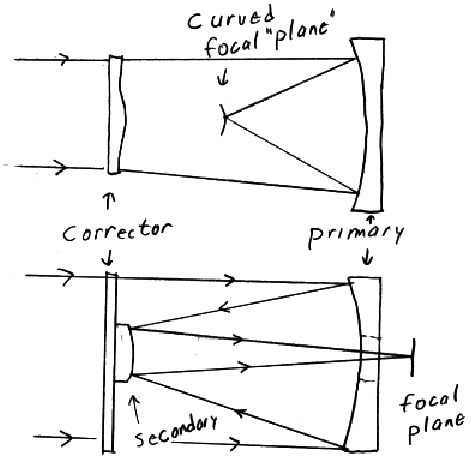


Figura 5.3. In alto una classica camera Schmidt. In basso uno Schema Schmidt-Cassegrain. Il secondario viene montato sulla lastra correttrice, così non si formano disturbi di diffrazione.

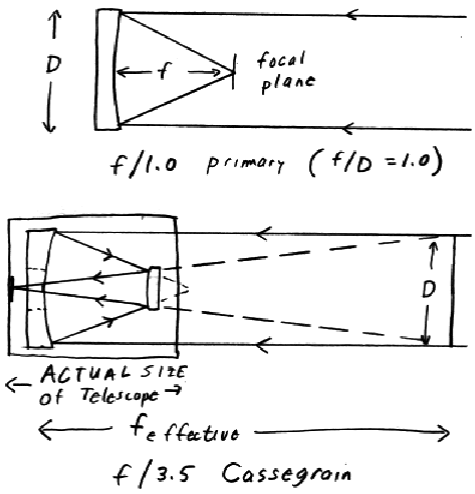


Figura 5.4. Lunghezza focale effettiva di un sistema Cassegrain. In alto: primario profondo, con f=D (f/1,0). In basso: la lunghezza focale effettiva del telescopio è f=3,5D (f/3,5), ma la lunghezza reale del telescopio risulta, approssimativamente, f=D.

Molti amatori utilizzano un sistema catadiottrico denominato Schmidt-Cassegrain. Questo combina una debole lastra correttrice con un specchio primario sferico ed un secondario ellissoidale. Risulta relativamente semplice costruire grandi specchi sferici, così questa configurazione è divenuta assai popolare tra i telescopi amatoriali (SCT=Schmidt-Cassegrain Telescope).

Maggiori dettagli su questi ed altre configurazioni ottiche per telescopi possono essere reperiti nel testo elencato alla fine del capitolo.

5.4. Lunghezza focale e rapporto focale

I sistemi di ripresa di immagini sono caratterizzati dalla loro lunghezza focale, f. Questa è semplice da comprendere per un semplice sistema come un rifrattore: è la distanza tra la lente ed il piano focale (figura 5.1).

Un altro valore importante è il rapporto focale o rapporto-f (f/). Questo è dato dal rapporto f/D, tra la lunghezza focale, f, ed il diametro, D, dell'obiettivo, sia esso una lente o uno specchio. La lunghezza focale stabilisce la dimensione dell'immagine sul piano focale, mentre il diametro determina la quantità di luce che concorre a formare l'immagine. I sistemi con basso rapporto focale producono immagini molto luminose ma più piccole e vengono definiti sistemi veloci, mentre quelli con elevato rapporto focale, con rendimento opposto, vengono chiamati sistemi lenti.

La mappatura tra distanze angolari celesti e la corrispondente dimensione lineare sul piano focale è determinata dalla lunghezza focale. Consideriamo due punti luminosi (per esempio, 2 stelle) separati da un angolo Θ, la distanza lineare s, sul piano focale, è data da

$$s = f \cdot \Theta \qquad (5.1)$$

dove Θ è misurato in radianti ed è sempre ragionevolmente piccolo (si veda in appendice per una discussione sulle misure angolari e per l'approssimazione per piccoli angoli).

Tradizionalmente, la mappatura tra gli angoli celesti e la distanza riportata sul piano focale è data dall'inverso delle dimensioni della lastra, misurata in unità quali arcsec/mm oppure arcmin/mm. È facile vedere dall'equazione 5.1 che la scala S (in arcsec/mm) e la lunghezza focale f (in mm) sono correlate da

$$S = \frac{206265}{f} \qquad (5.2)$$

dove 206265 rappresenta il numero di secondi d'arco in un radiante (vedi Appendice).

Nei sistemi a due specchi, entrambi non piani, l'idea della lunghezza focale risulta più complessa. Nei sistemi Cassegrain e similari, lo specchio primario ha un rapporto focale piccolo (veloce). Pertanto, i raggi tendono a convergere rapidamente, ma la presenza dello specchio secondario convesso (figura 5.4), fa sì che la lunghezza focale del sistema diventi molto più grande di quella dello specchio primario, avremo di conseguenza un rapporto f dell'intero sistema più elevato (più lento).

Ciò dà luogo ad un sistema con una lunghezza focale effettiva molto maggiore di quella dello specchio primario. La scala dell'immagine viene stabilita dalla lunghezza focale effettiva del

sistema e non da quella del solo specchio primario come mostrato in figura 5.4.

I Cassegrain ed i sistemi similari possono costringere lunghe focali in tubi ottici molto corti. Per esempio il telescopio OU di 0,4 metri ha una lunghezza focale di 4 metri, quindi è un f/10, anche se il tubo ottico è di soli 0,9 metri.

5.5. La Risoluzione Angolare

Una sorgente puntiforme non ha estensione angolare. Sebbene le stelle abbiano comunque una dimensione angolare, esse sono, per gli scopi pratici con i telescopi ottici, sorgenti puntiformi. Allora, l'immagine di una stella è rappresentata da un punto? Purtroppo no. In primo luogo, l'atmosfera diffonde la luce da una sorgente puntiforme, un processo molto importante e deleterio definito seeing. Tuttavia, anche se potessimo mettere il telescopio al di fuori dell'atmosfera (come l'HST), questo non sarebbe capace di focalizzare in un punto una sorgente puntiforme, ma piuttosto in un dischetto ad occhio di bue detto disco di Airy. La ragione di ciò è dovuta al fatto che la luce si comporta come un'onda e le onde luminose riflesse dalle diverse porzioni della superficie dello specchio primario, interferiscono tra di loro in modo da originare il disco di Airy. Questo presenta un picco centrale, circondato da una serie di anelli concentrici chiari e scuri.

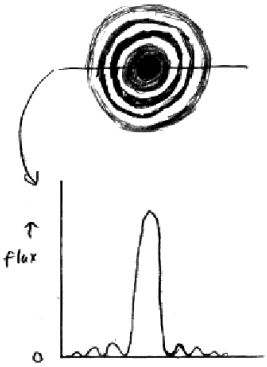


Figura 5.5. In alto: Immagine negativa in livelli di grigio della PSF di Airy (Point Spread Function = Funzione Diffusiva del punto. Rappresenta la risposta spaziale della combinazione ottica). In basso: intensità lungo una sezione trasversale del disco di Airy.

La figura 5.5 mostra un disegno del disco di Airy, con una sezione centrale della luminosità lungo un diametro.

La dimensione angolare in cielo del disco di Airy viene stabilita solo dal diametro del primario (D) e non dalla sua lunghezza focale. La dimensione lineare (nel piano focale) del disco di Airy nel piano dell'immagine è stabilito dalle dimensioni angolari (fissate da D) e dalla scala dell'immagine, dovuta alla lunghezza focale.

Il raggio angolare del primo anello scuro, espresso in radianti, è dato da

$$\Theta = \frac{1{,}22 \cdot \lambda}{D} \qquad (5.3)$$

Dove λ rappresenta la lunghezza d'onda della radiazione. Si noti che quanto maggiori sono le dimensioni del primario, tanto minori risultano le dimensioni angolari di una sorgente

puntiforme. Tradizionalmente, l'angolo sopra definito viene detto limite di Dawes o limite di diffrazione. Due sorgenti puntiformi, con una separazione angolare maggiore del limite di Dawes, sono risolvibili, mentre due punti più vicini del limite di Dawes saranno visibili come un unico punto e non saranno, pertanto, risolvibili. In pratica, almeno per la maggior parte dei telescopi, il potere di risoluzione angolare è determinato dal seeing, ovvero dalla turbolenza atmosferica (maggiori dettagli al riguardo saranno forniti in seguito), ed il limite di Dawes non gioca alcun ruolo. Tuttavia, questo non vuol dire che il limite di Dawes non sia importante. Ad esempio, la risoluzione angolare dell'HST è essenzialmente stabilita dal limite di Dawes. Naturalmente, tale limite assume che le ottiche siano propriamente configurate. Infatti, all'inizio, il telescopio spaziale soffriva di aberrazione sferica.

Quanto più piccola è la dimensione angolare di una sorgente puntiforme, tanto più è facile risolvere, o separare, 2 punti molto vicini tra loro in cielo.

Per un telescopio da 150 mm, in luce gialla, ad una lunghezza d'onda di 5500Å ($5{,}5\cdot10^{-7}$m), l'angolo di Dawes risulta

$$\Theta = \frac{1{,}22\cdot\left(5{,}5\cdot10^{-7}\right)}{0{,}15} \qquad (5.4)$$

ed è uguale a: $4{,}47\cdot10^{-6}$ radianti, oppure: $4{,}47\cdot10^{-6}$ x 206265 = 0,92 arcsec.

In tal modo, in assenza di altre sorgenti di degrado dell'immagine, 2 stelle distanti tra loro 0,92 sec. d'arco, saranno appena risolte da un telescopio da 150mm. Un telescopio da 1 metro avrà, in luce gialla, un limite di Dawes di 0,14 arcsec e 2 stelle distanti 0,92 arcsec saranno facilmente risolvibili. (figura 5.6).

Così, in assenza di sorgenti addizionali di degrado delle immagini, il telescopio da 1m potrebbe facilmente risolvere le stelle a 0,92 arcsec, ed invero, potrebbe risolvere stelle circa 7 volte più vicine di quanto si potrebbe fare con il telescopio da 150mm.

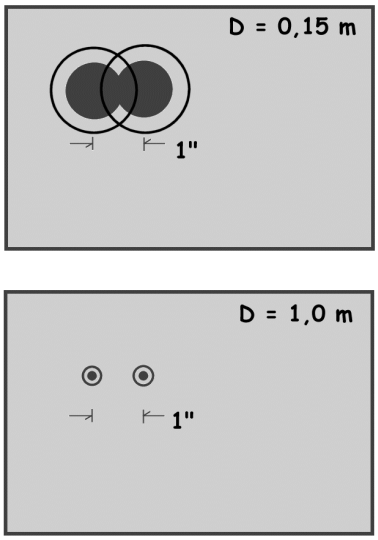


Figura 5.6. Immagine nel piano focale di due stelle separate da 0,92 arcsec ed in assenza di seeing.

In alto l'immagine fornita da un telescopio di 150mm di diametro. Le due stelle appaiono al limite della risoluzione perché la dimensione del disco di Airy è pari alla separazione.

In basso, le medesime stelle viste attraverso un telescopio di 1 metro di diametro. Le stelle appaiono perfettamente separate. È quindi il seeing a determinare, per la maggior parte dei telescopi terrestri, la risoluzione e non il disco di Airy.

La frase "in assenza di sorgenti addizionali di degrado delle immagini" si rivela davvero cruciale. L'atmosfera terrestre altera la luce stellare con un processo definito seeing. Invece dell'immagine di una sorgente puntiforme, il disco di Airy, si produce una macchia indistinta, con un profilo quasi gaussiano. Il diametro angolare di questa immagine è stabilito dall'atmosfera, e non dal telescopio (tranne che per i telescopi molto piccoli, in cui il disco di Airy è paragonabile all'estensione angolare del seeing).

Il seeing nei migliori siti osservativi è di circa 0,5 arcsec. misurati ad un livello pari alla metà del massimo (Full Width Half Maximum oppure FWHM), essendo, forse, 1 arcsec la dimensione più tipica del seeing anche nei buoni siti degli osservatori. Così, in un sito con seeing di 1 arcsec le stelle separate di 0,92 arcsec. non saranno risolvibili nemmeno con il telescopio da 1 metro di diametro (o più grande)! Il seeing è un limite determinante nell'osservazione ed è altrove, nel testo, oggetto di discussioni più dettagliate.

Se la definizione dell'immagine è stabilita dalla diffrazione, allora si dirà che le immagini sono limitate dalla diffrazione. Se la risoluzione è invece limitata dall'atmosfera terrestre, allora si dirà che le immagini sono limitate dal seeing. Dal momento che il limite di diffrazione nelle ottiche di un telescopio più grande di circa 250mm, è inferiore a 0,5 arcsec le immagini non sono limitate dalla diffrazione, ma dal seeing. Questo per tutti i telescopi tranne che per i più piccoli. Tutto questo sarà discusso in maggior dettaglio nel capitolo dedicato al seeing.

Nelle onde radio il rapporto λ/D è molto più grande che nel visibile, così i radiotelescopi ad una parabola (quelli così detti a primo fuoco), hanno una risoluzione angolare limitata dalla diffrazione. In ogni caso, la risoluzione angolare di un radiotelescopio a disco singolo è assai peggiore rispetto a quella di un telescopio ottico. Per raggiungere risoluzioni migliori, i radiotelescopi sono collegati tra di loro con **interferometri**. Molti radiotelescopi costituiscono porzioni di interferometri. L'interferometria ottica è assai più problematica dell'interferometria radio a causa delle lunghezze d'onda di molto più corte e per l'elevata frequenza delle REM nella banda ottica. L'interferometria ottica costituisce, oggi, un settore in rapido sviluppo in astronomia, ma la sua trattazione va oltre lo scopo di questo testo.

Ulteriori letture

Astronomical Optics (2° edizione) D. J. Schroeder (QB86.S35 2000)

Capitolo 6

6. Grandi Telescopi: Giocattoli Costosi per Brave Ragazze e Ragazzi

I grandi telescopi rappresentano un oneroso investimento per i governi, università o semplici privati visto che i più grandi telescopi oggi costano oltre 100 milioni di dollari come investimento di base e diversi milioni/anno come costi operativi. Tutti i grandi telescopi devono essere utilizzati da un certo numero di astronomi. In questo capitolo, voglio dare un piccolo esempio su come questi telescopi vengono usati e come viene ripartito il prezioso tempo tra i ricercatori. Ho inoltre aggiunto un elenco dei più grandi telescopi del mondo dedicati alla ricerca, molti di essi costruiti recentemente od in fase di ultimazione. Ma … Non vi darò la formula magica per ottenere tutto il tempo di osservazione desiderato al Keck di 10 metri sul Mauna Kea (se la conoscessi la terrei per me!).

6.1. Modi di osservare

Tradizionalmente gli astronomi osservano stando tutta la notte all'oculare del telescopio. Negli anni addietro sono sorti nuovi sistemi di osservazione: L'osservazione remota, l'osservazione di servizio o programmata e quella automatizzata o robotizzata.

Nei vecchi sistemi gli astronomi erano costretti a restare nell'osservatorio per sostituire le lastre fotografiche, per pilotare manualmente il telescopio mediante l'ausilio di uno più piccolo posto in parallelo. Sulle vette montane a quote elevate e col cielo sereno le notti possono essere davvero gelide e questo tipo di osservazione non è certo confortevole. Oggigiorno ogni osservatorio è dotato di una stanza adiacente a quella in cui è alloggiato il telescopio ben riscaldata nella quale gli astronomi si trovano sicuramente a loro agio. Gli astronomi controllano i rivelatori (quasi sempre CCD) via computer dalla loro stanza . La maggior parte dei grandi telescopi vengono manovrati da specialisti che hanno il compito di puntare gli oggetti che i ricercatori richiedono, di proteggere la strumentazione quando gli astronomi

cercano disperatamente di osservare in caso di condizioni rischiose sia per il telescopio (es. forte vento o umidità elevata) che per se stessi (es. bufere di neve che potrebbero interrompere le strade di accesso). Accade anche che gli astronomi effettuano osservazioni senza mai vedere il telescopio! Una volta che puoi osservare da una sede vicina al telescopio, diventa relativamente semplice (con un rapido collegamento) poter effettuare ricerche anche da una sede lontana. Per esempio, gli astronomi del Keck situato sul Mauna Kea, operano da una distanza di circa 30 km, dal quartier generale nella città di Weimea, a pochi km (e poche centinaia di metri in verticale) da Hapuna Beach (splendida spiaggia ma piccola! Sono abituato alle spiagge di Cape Cod). Perché? I telescopi si trovano a 4200 metri di altezza, dove l'ossigeno atmosferico si riduce al 60%, la combinazione con il non poter dormire durante le sedute osservative e la scarsità di ossigeno può provocare danni al cervello dei ricercatori! Ci sono molte storie di astronomi che si recavano sul Mauna Kea e poi si dimenticavano di ciò che dovevano fare.

Per consentire agli astronomi di lavorare in ambienti più ossigenati, il telescopio Keck è collegato al quartier generale di Weimea mediante cavi a fibre ottiche. Attraverso queste fibre i dati vengono raccolti in modo che possono essere studiati dagli astronomi. Inoltre queste fibre trasportano un segnale tv a due vie in modo che è possibile vedere e parlare con l'operatore posto alla sommità del telescopio. La velocità dei dati e del segnale televisivo è talmente rapida che ci si dimentica che il telescopio si trova a parecchie miglia di distanza e si ha l'impressione di trovarsi in una stanza riscaldata attigua. Avere l'operatore a distanza di miglia può essere una cosa buona specie se i gusti musicali non sono gli stessi. (non è una offesa agli operatori dei telescopi).

Nell'osservazione programmata un osservatore professionale prende i dati per l'astronomo. Questi fa delle specifiche richieste sull'esposizione, sui filtri etc. e nemmeno si avvicina al telescopio. Egli riceve i dati alla fine, di solito attraverso Internet. La programmazione ha i suoi vantaggi e svantaggi che vengono discussi nella prossima sezione.

Per certi tipi di osservazioni, specie quelle di routine semplici, ci sono oggi piccoli telescopi robotizzati che operano da soli senza l'intervento degli astronomi.

6.2. Accesso ai Grandi Telescopi: Chi può usare i Grandi Giocattoli

Come si può ottenere l'uso di un grande telescopio? Questo è un complicato esercizio di "astropolitica". I grandi telescopi sono essenzialmente suddivisi tra "privati" (proprietà di Università o gruppi di esse, od osservatori privati) o "pubblici" (finanziati dai governi), oggi,

tuttavia, molti telescopi usufruiscono di un finanziamento misto, sia pubblico che privato. Per poter usare la maggior parte dei telescopi privati si deve essere studenti universitari o collaboratori con una di queste persone. Nei telescopi pubblici, nei più degni di nota del *National Optical Astronomy Observatory* (*NOAO*- finanziati con tasse attraverso la *National Science Foundation*), con telescopi in Arizona, Cile e Hawaii, si deve sottoscrivere un dettagliato programma di ricerca, fornendo ogni pianificazione osservativa scientificamente giustificata . Al NOAO accettano queste proposte due volte l'anno (con scadenza perentoria!). Negli anni addietro spesso si spedivano le proposte il giorno prima della scadenza e pervenivano all'osservatorio il giorno successivo! Oggi le proposte sono accettate attraverso il web per cui si ha il tempo di attendere anche l'ultima ora – sempre che il collegamento non ti abbandoni in quel momento! In seguito le proposte vengono esaminate da una commissione di astronomi chiamata TAC (*Telescope Allocation Committee*) esterni al NOAO, la quale sceglie le proposte migliori.

Nella programmazione classica o tradizionale la TAC classifica le proposte, il direttore dell'osservatorio ed un programmatore provano a programmare il telescopio in modo da valutare il tempo necessario per eseguire le ricerche proposte. Il tempo assegnato in genere non supera le 3 – 5 notti per blocco di ricerca. Nello schema classico, il programma del telescopio mostra chi dovrà stare al telescopio ciascuna notte, per un periodo fino a 6 mesi. Questo offre il vantaggio di far conoscere con largo anticipo quando sarà il proprio turno. Ma c'è anche uno svantaggio: se uno deve stare al telescopio di Kitt Peak ad esempio dal 3 al 6 marzo e nevica per l'intero periodo, è fregato! Dovrà inesorabilmente attendere il suo prossimo turno!

Un altro modo di programmare i telescopi viene chiamato "queue mode" cioè "a coda". Con questa programmazione gli astronomi richiedono dei parametri specifici di osservazione (es. 10 30 min. di esposizione su M31 con l'uso del filtro R) su un determinato telescopio. Queste richieste vengono classificate dalla TAC, un operatore professionista effettua le osservazioni e poi invia i dati agli astronomi. Questo tipo di osservazione offre il grosso vantaggio all'operatore di poter modificare il tipo di rilevamento secondo le condizioni osservative in atto. L'astronomo Suzy Slug ha un programma che necessita di un ottimo seeing ma che può tollerare anche delle nubi sottili, mentre l'astronomo Billy Burly ha bisogno di condizioni fotometriche con cielo limpido ed il seeing non è importante. Nel modo classico se Suzy si trova con cattivo seeing, ma con cielo fotometrico, non potrà eseguire il suo programma e se Billy si troverà un bel seeing ma con qualche leggera velatura non potrà svolgere il suo compito. Nel modo "queue" o coda, l'osservatore può svolgere il suo programma in relazione

allo stato del cielo in quel momento, senza perdita di tempo prezioso. Uno svantaggio per questo tipo di programmazione (per gli astronomi) è la perdita del controllo dell'osservazione. Per gli studi di routine questo può non essere determinante, sebbene potrebbe esserlo per osservazioni complicate. Per l'osservatorio uno svantaggio è quello di aver necessariamente diversi osservatori professionisti nel libro paga.

La programmazione "a coda" sarà l'onda futura per i telescopi terrestri? Al Kitt Peak National Observatory si utilizza da lungo tempo questo sistema per il telescopio WIYN, ma non è chiaro ancora per quanto verrà adoperato a causa del budget che è sotto pressione e gli stipendi degli osservatori sono rilevanti. Alcuni astronomi sostengono che il sistema "a coda" sembra non produrre più di quanto faccia il sistema di programmazione tradizionale. E' interessante notare che i telescopi Keck sono programmati interamente col sistema tradizionale.

6.3. Grandi Telescopi nel Mondo nelle bande Ottico/IR

La rivista Sky and Telescope nell'agosto 2000 ha pubblicato un elenco dei più grandi telescopi terrestri con le relative fotografie.

Alla fine del 2° millennio e all'inizio del 3° gli abitanti del pianeta Terra sono impegnati nel boom della costruzione di telescopi, eclissando tutto ciò che era stato costruito in precedenza. Nel 1970 furono costruiti alcuni telescopi da 4 metri, molti di essi si trovano in siti osservativi eccellenti, es. Mauna Kea a 4200 m. sul mare che sorge su un picco vulcanico spento (si spera!) nella Grande Isola di Hawaii, oppure un altro nelle Ande in Cile. Le nuove conoscenze sul seeing atmosferico e le nuove tecnologie applicate agli specchi e ai telescopi dovrebbero offrirci immagini migliori di quelle ottenute in questi osservatori. Alcuni progetti combinano 2 o più grandi telescopi collocati molto vicino gli uni agli altri (VLT, Keck) e perfino sullo stesso monte (LBT). Questa sistemazione consentirà studi di interferometria ottica, ma ci sono ancora alcuni problemi da risolvere.

Nell'elenco dei grandi telescopi ho incluso un sito web, laddove è stato facile trovarlo. Siti di altri osservatori e tanto materiale astronomico possono essere trovati su *AstroWeb* (www.cv.nrao.edu/fits/www.astronomy.html). Ho anche incluso articoli tratti da *Sky & Telescope*.

Qui c'è un elenco dei più grandi telescopi ottici della terra (a partire da 3 metri di apertura) inclusi quelli in costruzione attiva , in ordine di apertura decrescente:

VLT (*Very Large Telescope*)- Attualmente un gruppo di 4 telescopi di 8,2 metri in costruzione da un gruppo di 8 paesi europei (ESO) sul Cerro Paranal in Cile. Il primo di questi ha visto la prima luce nel 1998. (www.eso.org/projects/vlt).

Keck I e ***Keck II*** - 2 telescopi di 10 metri di apertura. Situati sul Mauna Kea, Hawaii. Il Keck I iniziò ad operare nel 1993, il Keck II nel 1996. Finanziati dalla Keck Foundation (150 milioni di dollari) gestito dalla Caltech e dalla Università di California. La NASA ha finanziato alcune ricerche e dispone di circa 1/6 del tempo che viene suddiviso tra gli astronomi non appartenenti alla Caltech. I telescopi sono costituiti ciascuno da 36 specchi esagonali, ciascuno dei quali misura 2 metri, controllati attivamente per garantire la massima stabilità. (astro.caltech.edu/mirror/keck/index.html)

LBT (*Large Binocular Telescope*) - 2 telescopi di 8,4 metri. In costruzione sul monte Graham in Arizona dall'Università dell'Arizona e da altre istituzioni in Italia e Germania. Sono stato in questo posto, la struttura è poderosa, entrambi i telescopi saranno collocati sullo stesso monte il che faciliterà osservazioni in interferometria ottica. La prima luce è prevista per il 200?. (medusa.as.arizona.edu/lbtwww/lbt.html).

Informazioni sull'Arizona ***Mirror Lab*** dove sono stati costruiti parecchi grandi specchi (WIYN, Magellan, LBT ed altri) si trovano su (medusa.as.arizona.edu/mlab/mlab.html).

HET (Hobby Eberly Telescope) 9 metri. Si tratta di un telescopio con specchio segmentato come quello del Keck, ma con una montatura più semplice che ha reso possibile una spesa più contenuta. Viene utilizzato per spettroscopia. Costruito da Penn State U e da U Texas e situato nell'osservatorio Mc. Donald, Ft. Davis ,Texas. Ha visto la prima luce nel 1996. (www.astro.psu.edu/het).

Progetto Gemini 2 telescopi separati da 8,1 metri, uno diretto sul Mauna Kea e l'altro sul Cerro Pachon, Cile. Questi telescopi sono costruiti dalla National Optical Astronomy Observatories con la partecipazione di Inghilterra, Australia, Cile e Brasile. Prima luce nelle Hawaii (Gemini north) 1999, nel Cile (Gemini South) ancora qualche anno. (www.gemini.edu) (S&T settembre 1999.

Subaru Telescope. Giapponese di 8,3 metri in costruzione sul Mauna Kea. In giapponese Subaru vuol dire Pleiadi. La prima luce è prevista intorno al 2000. (www.naoj.edu).

MMT (*Monolithic Mirror Telescope*) negli ultimi 20 anni l'Università dell'Arizona e lo Smithsonian Institution hanno manovrato l'MMT (con sei specchi da 72 pollici equivalenti ad uno da 4,5 metri) sul Monte Hopkins in Arizona. Prima del 2000 i 6 specchi saranno sostituiti

da uno da 6,5 metri. Continuerà a chiamarsi MMT. (sculptor.as.arizona.edu/foltz/www/mmt.html).

Magellan. Due telescopi da 6,5 metri in costruzione in Cile da un consorzio composto dalla Carnegie Institution, University of Arizona , l'Università del Michigan, Harvard e MIT. Il primo telescopio funziona dal 1999, il secondo nel 2002.(www.ociw.edu).

Russian. Un modesto 6 metri localizzato in un sito poco utile.

Hale 5 metri (Palomar 5 pollici). Il nonno del grandi telescopi. Completato nel 1948! Situato ad est di San Diego. E' stato a lungo il più grande telescopio del mondo.

WHT 4,2 metri. (*William Hershel Telescope*). Costruzione anglo-olandese è situato nell'isola di La Palma nelle Canarie. Ha iniziato ad essere operativo nel 1984. (www.ast.cam.ac.uk/ING).

Kitt Peak di 4 metri, (Tucson, Arizona) per 25 il cavallo da lavoro degli astronomi americani.

CTIO di 4 metri, (Cerro Tololo Interamerican Observatory) Il grande telescopio statunitense in Cile dal 1976 (www.ctio.noao.edu)

AAT (*Anglo Australian Telescope*) di 4 metri in Australia dal 1974. (www.aao.gov.au/overview.html)

SOAR 4 metri, in costruzione a Serro Pachon, Cile. Consorzio dell'Università Nord Carolina, Michigan, CTIO, Brasile (www.ctio.noao.edu/soar)

UKIRT (*United Kingdom Infrared Telescope*) 3,8 metri sul Mauna Kea. Ottimizzato sull'infrarosso. (www.jach.hawaii.edu/UKIRT/home.html)

CFHT (*Canadian France Hawaii Telescope*) 3,6 metri sul Mauna Kea. Ha iniziato ad operare nel 1979. ((www.cfht:hawaii..edu)

ESO 3,6 metri Cerro La Silla, Cile. Dal 1976 (www.ls.eso.org)

Calar Alto 3,5 metri Tedesco-Spagnolo. Spagna. Dal 1985 (www.mpiahd..mpg.de/CAHA)

NTT (*New Technology Telescope*) 3,5 metri dell'ESO, Cile dal 1989. (www.ls.eso.org)

WIYN 3,5 metri. Wisconsin Indiana Yale Nat. Observ. Sul Kitt Peak, consorzio di 3 Università e del NOAO. Moderno telescopio studiato per ridurre al minimo i disturbi del seeing. Fornisce immagini anche migliori di quelle del 4 metri situato sullo stesso sito. Operativo dal 1995. (www.noao.edu./noao/pio/brochures/wiyn/text.html)

ARC Astrophysical Research Consortium – 3,5 metri sulle Sacramento Mts. New Mexico. Operativo dal 1994. Fondato dall'Università di Chicago, Johns Hopkins Univ. Università di Washington, Università di Stato del Messico. Operativo dal 1994 (www.apo.nmsu.edu)

IRTF Infrared Telescope Facility 3 metri sul Mauna Kea. Fondato dalla NASA. ottimizzato nell'infrarosso. Studia per metà del suo tempo, il sistema solare. (www.irtf.ifa.hawaii.edu

Shane 3 metri. (Lick 120 pollici) Costruito nel 1959. E' stato il secondo telescopio più grande per molto tempo. Sul Monte Hamilton a 20 miglia da San Jose, in presenza di inquinamento luminoso.

Capitolo 7

7. L'Atmosfera: rovina dell'Astronomo.

L'atmosfera terrestre è, dopo tutto, una Buona Cosa: ci fornisce ossigeno e ci protegge da agenti anti DNA come i raggi x, la radiazione ultravioletta e i raggi cosmici. Ma, per astronomi situati al suolo, l'atmosfera altro non è se non Guai (definitivamente e con l'iniziale maiuscola). I problemi cui potreste istintivamente pensare - le nubi e l'inquinamento atmosferico - non costituiscono la principale fonte di tribolazioni. Potremmo situare il nostro telescopio in una località ove le nubi fossero (almeno relativamente) infrequenti, o, se non potessimo muoverci, semplicemente aspettare il cielo sereno. Neanche l'inquinamento costituisce un problema maggiore, in quanto gli osservatori di ricerca sono lontani dalle aree civilizzate.

Gli ovvi problemi causati dall'atmosfera, nubi ed inquinamento, possono superarsi con la collocazione del telescopio. Ma anche il più incontaminato sito osservativo-diciamo a 4200 metri slm a Mauna Kea nelle Hawaii nel mezzo del Pacifico - è affetto da parecchi effetti deleteri dell'atmosfera. Individuiamo i problemi principali: (0) Limitazione dello spettro elettromagnetico ad una piccola *finestra*. L'atmosfera terrestre permette solo ad una piccola frazione di tutte le lunghezza d'onda che compongono lo spettro elettromagnetico di penetrarla. Esiste una piccola ***finestra ottica***, che ci permette di vedere ad occhio nudo il sole e le stelle, ed una ***finestra radio***, che permette ai radioosservatori di scrutare i corpi celesti. Ma anche all'interno di queste *finestre*, l'atmosfera non è del tutto trasparente. (1) Impastamento e sfocatura dei corpi celesti causate dal passaggio della luce attraverso l'atmosfera turbolenta. Ciò che gli astronomi chiamano *seeing*. Questo non solo ci fa perdere dettaglio, ma rende anche più arduo vedere e misurare la brillantezza degli oggetti deboli. (2) L'atmosfera, anche in condizioni perfette in un luogo lontano dalle luci della città, risplende a causa dei moti atomici dell'aria. Questa luce emessa dal cielo, chiamata brillio del cielo, è un grande problema nell'osservazione di oggetti deboli, perché i suoi fotoni aggiungono ulteriore rumore che degrada l'accuratezza delle nostre osservazioni. Vicino alle città la situazione è ancora peggiore, poiché l'atmosfera, oltre al brillio di sottofondo, dissemina altra luce dalle fonti

artificiali, rendendo il cielo ancora più brillante che dai siti bui. (3) L'atmosfera assorbe e devia una parte della luce a tutte le lunghezze d'onda ottiche. Ciò fa sì che gli oggetti siano più attenuati di quanto apparirebbero senza atmosfera. Gli astronomi chiamano questo fenomeno *estinzione atmosferica*. (4) Eccetto quando guardiamo allo zenit, l'atmosfera agisce come un debole prisma, disperdendo la luce in un ristretto spettro lungo la linea che punta allo zenit. Questo effetto è chiamato *rifrazione atmosferica*. Questa può imbrattare le immagini, particolarmente quando si osservi con un filtro ad ampio spettro. La rifrazione può realmente mandare a monte la spettrofotometria, perché luce da differenti lunghezze d'onda cade su punti differenti del rivelatore, o, nei casi estremi, può anche mancare del tutto il foro di apertura!

Questi fenomeni non sono solo fastidiosi: compromettono gravemente le nostre possibilità, in paragone ai telescopi fuori dell'atmosfera. Il seeing causa la perdita della maggior parte dei dettagli che i telescopi spaziali, appositamente progettati, possono registrare. Il seeing ed il fondo cielo limitano moltissimo l'accuratezza delle nostre misurazioni sulla luce proveniente da oggetti deboli. Estinzione è di gran lunga il minore dei mali. Vedremo come misurare l'estinzione e correggerne gli effetti.

Oltre agli effetti citati, esistono altre seccature prodotte dall'atmosfera. I venti scuotono il nostro telescopio, degradando la qualità dell'immagine; le nubi bloccano la luce per frazioni di tempo; l'alta umidità, soprattutto se abbinata a polvere ed inquinamento, può degradare le superfici ottiche e far arrugginire le parti metalliche. Notate che i quattro effetti atmosferici citati precedentemente si presentano indipendentemente dalle condizioni del tempo: anche la cima della montagna con il cielo più pulito, a centinaia di chilometri da una città, è afflitta da questi effetti.

7.1. Astronomia Spaziale e il Perfetto Sito Osservativo

L'unico modo per ovviare ai deleteri effetti atmosferici è quello di porre il nostro telescopio nello spazio. Gli Astronomi, naturalmente, l'hanno fatto con molti telescopi, per osservare in lunghezze d'onda che non superano l'atmosfera terrestre, come i raggi UltraVioletti, raggi x e raggi γ. L'Hubble Space Telescope è l'unico telescopio nello spazio che operi a lunghezze d'onda visuali. L'HST fu lanciato nello spazio non solo per rilevare lunghezze d'onda che non superano l'atmosfera terrestre, ma anche per osservare nello spettro visivo, al di sopra di sopra di quell'impastamento delle immagini causato dall'atmosfera. Tuttavia, porre un telescopio nello spazio, pone un'altra serie di problemi: costo estremo, necessità di controllo remoto, incapacità di porre facilmente riparo ai macchinari che si rompessero… Anche in questa era di

HST e di altri telescopi spaziali ad alta tecnologia, la stragrande maggioranza di fotoni provenienti dagli oggetti celesti sono catturati da telescopi basati al suolo. E ciò sarà vero ancora per molte decadi o secoli nel futuro, poiché le risorse sono limitate. Sulla terra sarà sempre possible costruire telescopi più grandi di quelli posti nello spazio (con l'eccezione di catene lineari di telescopi la cui estensione è limitata dal diametro terrestre se costruiti sulla Terra). Così, se da un lato l'astronomia spaziale è stata una strada eccezionalmente produttiva per esplorare l'universo nelle decadi passate, è anche vero che la maggior parte dell'astronomia ottica continuerà a praticarsi al di qua della coltre atmosferica.

Se gli astronomi avessero risorse illimitate, dove costruirebbero i telescopi? Il luogo perfetto potrebbe essere la Luna. La Luna non possiede sostanzialmente atmosfera così come è assimilabile alla Terra dal punto di vista orbitale. La Luna, come sito, è molto meglio di un orbita terrestre perché fornisce un solido appoggio per costruirvi un telescopio. Con una gravità notevolmente inferiore rispetto a quella terrestre e nessun vento a scuotere le strutture del telescopio, questo risulterebbe molto più leggero rispetto ad un gemello terrestre. Qualcuno ci ha pensato e ha sviluppato un piano per realizzare il progetto, ma il suo prezzo risulterebbe molto alto con l'attuale tecnologia a razzo. Tuttavia, non sarei molto sorpreso di riuscire a vedere un osservatorio astronomico di alto livello, robotizzato, sulla Luna, prima che molte decadi del XXI secolo siano trascorse.

Quale potrebbe essere il miglior sito lunare per un telescopio? Forse al centro di un cratere vicino ad uno dei poli, dove esisterebbe un ombra perpetua . Senza un atmosfera a diffrangere la luce, e con il telescopio nascosto dalla luce solare diretta dalle pareti del cratere, il cielo sarebbe veramente buio. (Recenti risultati indicano che può esistere acqua sotto forma di ghiaccio in qualcuno di questi siti lunari! Correreste davvero il rischio di trovarvi congelati!).

7.2. Nubi e Cieli Fotometrici

Torniamo a parlare delle nubi. Anche se non costituiscono un problema fondamentale, perché possiamo attendere che passino via, sono veramente una noia. Esistono fondamentalmente due "modi" di fare fotometria, a volte chiamati *a tutto cielo* e *differenziale*. Nel primo modo, dobbiamo comparare i conteggi dell'oggetto di misura con stelle standard situate in una zona di cielo completamente differente. Ovviamente, se esistono nubi che coprono il nostro oggetto ma non le stelle standard, o vice versa, otterremo una risposta errata! La fotometria a tutto campo (cielo) richiede pertanto condizioni meteo caratterizzate dalla totale assenza di nubi.

Oltre alle nubi, problemi occasionali, come una forte presenza di polvere nell'atmosfera, possono impedire una fotometria accurata. Quando le condizioni sono ideali per una fotometria a tutto cielo si dice che siamo in presenza di un *cielo fotometrico*. A Kitt Peak, nell'Arizona meridionale, come media, circa 1/3 delle notti, per tutta la loro durata, sono *fotometriche*. Nella maggior parte degli altri osservativi statunitensi la frazione di notti fotometriche è molto inferiore. Ciò significa che dobbiamo attendere la rara notte pulita per fare qualcosa di utile da un sito con condizioni meteo meno che ottime? Fortunatamente si può usare l'altro modo di fare fotometria, la *fotometria differenziale*, usando una camera ccd, da siti parzialmente nuvolosi.

Nella fotometria differenziale, noi compariamo lo splendore del nostro oggetto sconosciuto, in genere qualche variabile, come una supernova, con la brillantezza delle altre stelle presenti sulla **stessa** immagine ccd. Se le nubi dovessero bloccare parte della luce durante l'esposizione, attenuerebbero la luce delle stelle e del nostro oggetto della stessa parte frazionaria (poiché le stelle e l'oggetto si troverebbero molto vicini tra loro nel cielo), cosicché il **rapporto** tra i flussi fotonici relativi non ne sarebbe inficiato. A nostro piacimento, in una notte *fotometrica*, possiamo misurare accuratamente la magnitudine di queste stelle standard secondarie, di modo che, nelle notti nuvolose, calcolando il rapporto dei flussi fotonici, possiamo derivare ugualmente un'accurata magnitudine per la nostra variabile Questa procedura è ancora più utile per le osservazioni in cui la variabile-tempo sia critica nel determinare la curva di variabilità dell'oggetto. (Nel caso, invece, in cui l'oggetto non sia variable, è preferibile attendere una notte fotometrica). Da notare che questo tipo di fotometria differenziale non può essere eseguita con un tubo fotomoltiplicatore (PMT). Il PMT (se ne parlerà più avanti) è un dispositivo che misura la brillantezza di una sola stella per volta. Onde per cui, gli oggetti vengono osservati in momenti differenti, mentre, con il ccd, vengono osservati tutti nello stesso momento. Questa capacità di eseguire misurazioni fotometriche anche in notti non fotometriche costituisce il reale vantaggio del ccd verso il PMT.

7.3. Nubi: il Brutto e il Cattivo.

(Infatti non esistono nubi Buone). Le nubi si presentano con una ampia gradazione di spessore ottico. In qualche modo, quelle veramente spesse (quando non riuscite a vedere le stelle o quando piove o nevica) non sono così cattive come quelle che fanno intravvedere un po' il cielo, perché vi autorizzano a fare qualcos'altro senza sensi di colpa. E' molto peggio

quando le nubi sono sottili o quando ci sono zone di sereno qua e là: condizioni che possono risultare in qualche modo utili per utilizzare il ccd.

Tuttavia non è possibile eseguire fotometria a tutto cielo con le nubi intorno. Se la Luna non è sorta e il sito è veramente buio, non è possibile identificare la presenza di nubi sottili con una semplice occhiata al cielo. Vicino alle città, con un gran numero di luci artificiali tutto attorno, potete riuscire a vedere le nubi sottili (o spesse) dalla luce che riflettono dalle fonti artificiali, piuttosto che dalla attenuazione della luce stellare da queste causata.

Sono in molti a non credere a questa asserzione, cioè che non potete identificare le nubi sottili da un posto buio. Prima di tutto perché sono in pochi ad aver sperimentato siti veramente bui. Ho passato troppe notti sul Kitt Peak ad osservare un cielo che pensavo pulito, per poi scoprire solo all'avvicinarsi dell'alba la presenza delle nubi. L'occhio umano non riesce a discriminare una attenuazione della brillantezza del 10-30%.

Se vi sono nubi sparse e siete in un sito buio, potete riconoscerle dalla sparizione momentanea di alcune stelle o dalla momentanea riduzione di brillantezza al loro passaggio. Oppure, dall'assenza di stelle di debole magnitudine visiva. Tutto ciò, naturalmente, prevede una buona conoscenza di un vasto arco di cielo.

Capitolo 8

8. Il Seeing e le Dimensioni del Pixel

Senza l'atmosfera, i raggi di luce provenienti dalle stele arriverebbero al telescopio tutti paralleli un all'altro ed il telescopio focalizzerebbe questi raggi in una piccola zona (ma non esattamente un punto, a causa degli effetti della diffrazione (disco di Airy), come descritto precedentemente). Tuttavia, il passaggio dei raggi luminosi attraverso i pochi chilometri di atmosfera mescola leggermente i raggi stessi, causando la perdita del loro esatto parallelismo. La loro direzione varia in continuazione di una piccolo angolo, risultando in un'immagine stellare più simile ad un globo scintillante di luce che ad una immagine netta e non sfavillante. Il **Seeing** è il termine che gli astronomi usano per questo impastamento e luccichio della luce dell'oggetto celeste, causati dal loro passaggio attraverso l'atmosfera terrestre. Il Seeing rende le immagini stellari molto più grandi del limite imposta dalla diffrazione e fa sì che gli oggetti estesi, come i pianeti, appaiano ovattati ed indistinti. (Una discussione più dettagliata verrà introdotta nel capitolo "Misurazione delle Magnitudini Strumentali").

Per gli astronomi il Seeing si riferisce a questo danneggiamento delle immagini, alla perdita del dettaglio causato dal rimescolamento dei raggi, e non alla perdita di luminosità. L'atmosfera causa anche una certa attenuazione della luminosità (estinzione atmosferica), discussa nel capitolo precedente e che verrà ripresa nel capitolo 9.

Il fenomeno del seeing è esattamente lo stesso fenomeno a voi già familiare quando osservate degli oggetti lontani luccicare se l'aria è turbolenta o se si interpongono masse d'aria a temperatura diversa, come accade al di sopra dei parcheggi e del nastro stradale. In queste situazioni l'aria vicina al suolo si riscalda, si spande e si innalza, provocando variazioni di temperatura lungo la linea visuale e turbolenza. I raggi luminosi vengono deviati dal passaggio attraverso le masse d'aria a temperatura diversa, poiché l'indice di rifrazione dell'aria varia leggermente con la temperatura.

Il seeing fa sì che una stella appaia come un globo di luce concentrata nel suo centro e attenuata verso la periferia. Gli astronomi distinguono il seeing in base al FWHM angolare, che rappresenta la dimensione angolare dell'immagine stellare a livello della metà del picco. In un sito ottimale, come Mauna Kea a 4200 metri slm, il seeing può raggiungere un livello di eccellenza di 0,5 arcsec. Nel centro del campus della O.U. a 363 metri slm, il seeing arriva a 2 arcsec o più di FWHM.

Come possiamo ottenere un seeing ottimale? Più in alto è il telescopio e migliore è il seeing, per il fatto che le masse d'aria da attraversare sono minori ed il flusso dell'aria è più laminare. In realtà, i siti degli osservatori sono soggetti a molte restrizioni da considerazioni finanziarie, politiche e di semplice possibilità di accesso.

Nella decade passata o giù di lì, gli astronomi hanno iniziato a capire che, almeno per quanto riguarda i migliori siti osservativi, una significativa frazione del decadimento delle immagini astronomiche avviene negli ultimi metri che la luce percorre prima del rivelatore. Per esempio, se lo specchio è più caldo dell'aria nella cupola, ci saranno turbolenza e inomogeneità di temperatura a causa dell'aria che si innalza sopra lo specchio (speranzosamente in misura molto minore di quanto accade vicino ad un parcheggio, ma il concetto è identico!). La turbolenza di fronte alla feritoia della cupola può venir generata se l'aria all'interno è più calda di quella che circonda la cupola. Per superare questi problemi, gli astronomi stanno usando vari espedienti per minimizzare le inomogeneità di temperatura tra i due ambienti, come, ad esempio, rimuovendo le fonti di calore all'interno della cupola e raffreddando lo specchio con unità refrigeratrici. Si usano ventilatori e grandi fori di ventilazione per cercare di mantenere la temperatura all'interno della cupola il più possibile identica a quella dell'ambiente esterno. D'acchito, potreste pensare che i ventilatori producano ulteriore turbolenza e da questa un seeing peggiore, ma sembra che il peggioramento del seeing sia dovuto più al passaggio della luce attraverso masse d'aria a diversa temperatura piuttosto che dalla semplice turbolenza dell'aria stessa. Così, i ventilatori possono aiutare ad omogeneizzare la temperatura delle masse d'aria all'interno ed esterno della cupola. L'indice di rifrazione dell'aria varia con la temperatura ed è la causa della deviazione dei raggi luminosi (infine, l'aria si comporta proprio come una lente!)

8.1. Immagini Limitate dal Seeing

La risoluzione angolare della maggior parte dei telescopi con apertura più larga di pochi pollici è limitato dal seeing e non dal telescopio stesso. Eccetto che per piccoli telescopi amatoriali, la

dimensione angolare dello schema di diffrazione (almeno nel visibile) è più piccolo del tipico disco del seeing.

La scala dell'immagine sul piano focale, espressa in arcsec per millimetro, è determinata dall'effettiva lunghezza focale del telescopio, che dipende, a sua volta, dalla configurazione ottica. Di questo. La relazione tra dimensione fisica del pixel sul CCD e la dimensione angolare della zona di cielo abbracciata dal singolo pixel è determinata dalla scala e, quindi, dalla lunghezza focale. Qual è la dimensione angolare ottimale di un pixel? Pixel che coprono un angolo troppo ampio di cielo non cattureranno tutti i dettagli permessi dalle ottiche e dal seeing. Per altro verso, pixel troppo piccoli avranno una copertura di campo troppo ristretta ed incontreranno problemi sia di readout noise che di altro tipo di rumore, perché la luce si sparge su un numero eccessivo di pixel.

Per bilanciare campo visivo e risoluzione, l'ideale è avere pixel di dimensioni tali che coprano da un terzo alla metà del FWHM del seeing. (Il numero teorico è un mezzo, ma per ogni telescopio che ho potuto provare ho notato che si può arrivare ad un terzo od un quarto.). Il miglior momento per raggiungere questo scopo è all'atto dell'acquisto del telescopio e del CCD, quando si può scegliere il miglior connubio tra rapporto focale e CCD per adeguarsi alle caratteristiche del seeing. Se non potete cambiare il CCD o la configurazione ottica di base del telescopio, ci sono due modi per cambiare la dimensione di ogni pixel: uno è quello di unire i pixel del CCD in unità più grandi durante la fase di lettura. Questa operazione non varia, naturalmente, il campo di vista totale abbracciato dal CCD, ma incrementa il numero di pixel nell'immagine. Ciò ha il vantaggio di accelerare la lettura dell'immagine CCD e produce immagini più piccole in dimensioni e in byte occupati, con minore richieste di memorizzazione e maggior velocità. Il Binning, naturalmente, può rendere i pixel solo più grandi, non più piccoli, così il binning è più utile con CCD dotati di pixel piccoli. Il CCD della U.O. ha pixel relativamente piccoli di 9x9 micron. Con il telescopio da 40 cm f/10 della U.O., ogni pixel corrisponde a 0,45 arcsec, che è molto meno della metà del tipico seeing a Norman (nell'ordine di 3 arcsec di FWHM). Un binning 2x2 o 3x3 ben incontra le caratteristiche del seeing (0,9 0 1,35 arcsec) e riduce le immagini di una fattore 4 o 9 rispetto al binning 1x1. (C'è un altro vantaggio nel binning: riduce il readout noise).

Molte pubblicazioni per astrofili invocano i "magici" 2 arcsec per pixel. Ritengo che spesso ciò non sia veritiero. Se avete pixel per 3 arcsec di copertura, siete ben campionati per un seeing di 4-6 arcsec. Penso che il seeing reale di molti siti, anche a bassa quota, sia più favorevole della bassa qualità delle immagini provenienti dai CCD collegati a piccoli telescopi, causata più da un focheggiamento errato piuttosto che da un seeing cattivo. Penso che una scala da 1 a 1,5

arcsec/pixel sia corretta anche per condizioni amatoriali. Un motivo importante per usare pixel piccoli (in altre parole per essere sicuri che il PSF sia ben campionato) ha a che fare con la fotometria. Come accenneremo in seguito, generalmente vogliamo eseguire misure fotometriche con aperture (dimensioni angolari) abbastanza piccole. A causa della dimensione angolare ben definita del pixel, dobbiamo dividere la luce in ogni pixel per ottenere una misura accurata a piccola apertura. Poiché il flusso stellare ha un gradiente, cambia su ogni pixel. Più piccolo il pixel, minore il cambiamento del flusso sul pixel e migliori le misurazioni che la piccola apertura ci permette di ottenere.

L'altro modo per cambiare la scala dei pixel consiste nell'inserire aggiuntivi ottici vicino al CCD per incrementare o diminuire la lunghezza focale. I riduttori di focale riducono effettivamente la lunghezza focale, risultando in pixel più grandi dal punto di vista angolare e in campo di vista globale più ampio.Le opinioni su tali aggiuntivi variano. Inevitabilmente portano ad una qualche perdita di luce, causata dalle lenti e dalla polvere su di esse. A meno che non siano ben disegnate, producono vignettatura oppure una trasmissione non omogenea della intensità luminosa sull'immagine. In generale, penso che sia meglio ridurre al minimo gli elementi ottici: nessun riduttore di focale a meno che il campo di vista non sia cruciale per il progetto che stiamo conducendo.

Come al solito, la regola è cercare di abbinare il vostro rivelatore al lavoro che avete per le mani. Se volete coprire la massima zona di cielo, e non potete permettervi le ultime camere CCD di grande formato, allora usate un riduttore di focale. Tuttavia, scordatevi di ottenere una fotometria accurata da una simile configurazione.

Capitolo 9

9. La Profondità Ottica e l'Estinzione Atmosferica: "Teoria"

Il Trasferimento di Radiazione (RT) è la branca della (astro)fisica che si occupa del modo in cui la radiazione elettromagnetica (REM) viaggia attraverso la materia. Uno dei concetti centrali della RT è quello della ***Profondità Ottica*** (o spessore ottico). La profondità ottica è anche indicata con la lettera greca tau (τ).

Per dominare il concetto alla base del τ, considerate una strato di gas che assorba una piccolissima frazione di ogni REM che la colpisca. Diciamo, in questo caso, che abbiamo un raggio di REM di flusso f_{inc} (flusso incidente) e che il flusso in uscita f_{out} è lo 0,99 del f_{inc}. In altre parole, l'1% della luce viene assorbito (vedi la figura 9.1).

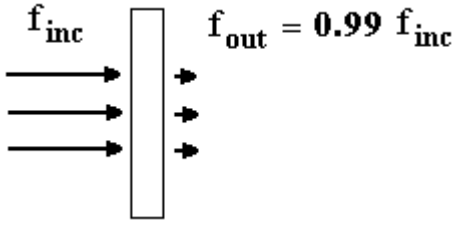


Figura 9.1. Un sottile strato che assorbe l'1% della luce incidente.

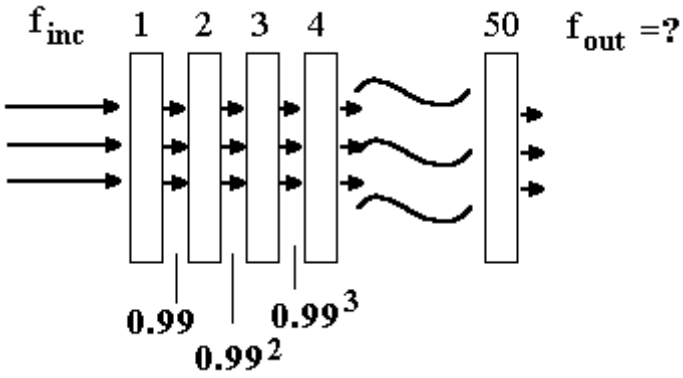


Figura 9.2. Uno strato costituito da 50 strati più piccoli, ognuno assorbente l'1% della luce incidente. I piccoli strati sono mostrati separati, ma potrebbero essere parte di uno strato continuo maggiore.

Allora diciamo che la profondità ottica di quello strato è pari a 0,01. (nota: come vedremo sotto, τ = frazione assorbita ***solo*** per $\tau<<1$, come in questo caso.)

Cosa succederebbe se avessimo uno strato più opaco? (Potrebbe essere più opaco sia perché più spesso, così che la luce che lo attraversi debba percorrere una distanza maggiore, sia perché più denso, sia perché il gas originale può essere stato sostituito da un

altro meno trasparente.) In figura 9.2, per esempio, noi troviamo uno strato composto da 50 degli strati menzionati, impilati uno sopra l'altro (assumiamo che non ci sia alcuna perdita di luce nell'interfaccia tra i vari strati).

Qual è la relazione tra f_{inc} ed f_{out}? Bene: ***non*** è $f_{out} = 0,5\ f_{inc}$. come potreste ingenuamente aspettarvi. Invece, dovete pensare al flusso che, uscito da uno strato, penetra nel successivo. Il flusso tra il primo ed il secondo strato è 0,99 f_{inc}, fuori dallo strato 2 (verso lo strato 3) diventa 0,99 x 0,99 f_{inc}, tra il 3 ed il 4 0,99 x 0,99 x 0,99 f_{inc} ecc ecc. Così il flusso al 50° strato è:

$$f_{out} = f_{inc}(0,99)^{50} = 0,61 f_{inc} \tag{9.1}$$

Un modo più chiaro di scrivere la (9.1) è:

$$f_{out} = f_{inc}\left(1 - \frac{0,5}{50}\right)^{50} \tag{9.2}$$

Notate che questa assomiglia alla funzione esponenziale che dovreste aver imparato in Calc 1:

$$\lim_{n\to\infty}\left(1 - \frac{x}{n}\right)^{n} = e^{-x} \tag{9.3}$$

La profondità ottica semplicemente si somma linearmente. Per la configurazione di 50 strati ognuno dei quali assorba lo 0,01% della luce incidente, la profondità ottica è semplicemente 50x0,01=0,5.

Tuttavia, il flusso in uscita ***non*** è la metà di quello in entrata, ma piuttosto:

$$e^{-\tau} = e^{-0,5} = 0,61 \tag{9.4}$$

Seguendo la stessa logica, dovete convincervi che, ***in generale***, i flussi incidente e di uscita da uno strato di profondità ottica τ sono correlati dalla seguente equazione:

$$f_{out} = f_{inc} e^{-\tau} \tag{9.5}$$

Notare che la profondità ottica è una quantità senza dimensione (nessuna unità di misura), è un puro numero.

Un altro modo di pensare a $\boldsymbol{\tau}$ è quello di definirlo in termini di flussi incidenti ed uscenti. Ciò corrisponde ad un leggero aggiustamento della precedente equazione:

$$\tau = -\ln\left(\frac{f_{out}}{f_{inc}}\right) \tag{9.6}$$

Potete considerare quest'ultima equazione come la definizione di $\boldsymbol{\tau}$.

Questa configurazione di uno strato assorbente, un raggio incidente ed un raggio uscente costituisce la base più semplice del problema del trasferimento di radiazione. Nella maggior parte dei sistemi (quali i nuclei stellari o le nebulose gassose) la materia nello "strato" non solo

assorbe la luce, ma anche ***emette*** luce. Un'altra grande complicazione è che, in quasi ogni caso reale, τ ***varia fortemente*** con la lunghezza d'onda λ, a causa della natura atomica della materia, e i corrispondenti livelli di energia discreta nella materia (meccanica quantistica).

Ora dovreste capire perché si può dire, per il sottile strato menzionato all'inizio, che la frazione di luce assorbita era uguale a τ:

$$e^{-0,01} = 0,99005 \text{ (accurata fino al 5° decimale)} \qquad (9.7)$$

che è molto vicina a (1 – 0,01) = 0,99.

9.1. Estinzione Atmosferica

Potete pensare all'estinzione atmosferica come ad uno strato assorbente. Considerate il raggio di luce che da qualche stella arriva a colpire lo specchio del vostro telescopio. Appena al di fuori dell'atmosfera, il raggio ha un flusso f_{inc} (per il flusso incidente). Al telescopio, il flusso di questo raggio risulta inferiore a causa dell'assorbimento e dello spargimento della luce al di fuori del raggio. Chiameremo il flusso osservato al nostro telescopio f_{oss}. (figura 9.3).

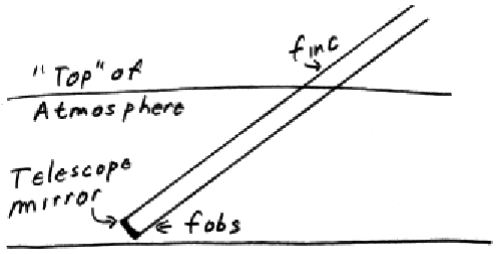


Figura 9.3. Raggio di luce proveniente da un oggetto che incide nel telescopio. (Ci sono, naturalmente, molti più raggi dallo stesso oggetto che non incideranno sulla superficie dello specchio del telescopio!) f_{inc} rappresenta il flusso del raggio al di fuori dell'atmosfera. f_{obs} è quello che entra all'interno del telescopio.

Ovviamente, se guardiamo dritto in alto (allo zenit) incontriamo il percorso più breve della luce attraverso l'atmosfera (per una data altitudine dell'osservatorio). Ad un angolo θ dallo zenit (chiamato ***angolo allo zenit***) l'ammontare dell'aria attraverso cui guardiamo è dato dalla secante θ (figura 9.4).

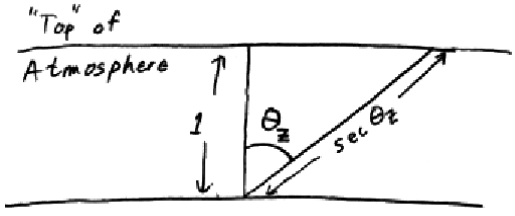


Figura 9.4. La massa d'aria è uguale alla secante dell'angolo zenitale, tranne che in prossimità dell'orizzonte, dove si deve considerare la curvatura dell'atmosfera.

Quando guardiamo dritti in alto diciamo che stiamo osservando attraverso "1 massa d'aria". Ad altri angoli allo zenit, noi guardiamo attraverso una " massa d'aria secante θ".

Nota: in senso stretto la formula della secante θ si applica solo in uno strato infinitamente piatto. Poiché l'atmosfera è curva (a causa della curvatura terrestre), la massa d'aria non è esattamente secante θ, ma la differenza tra la reale massa d'aria e la secante θ è significativa solo vicino all'orizzonte (dove θ si avvicina a 90°).

Notate anche che il fatto che l'atmosfera diventi meno densa con l'altezza non varia la formula della secante θ, almeno fin quando la densità sia identica in siti diversi alla stessa altitudine slm).

Da quanto detto, dovrebbe essere ovvio che la relazione di f_{oss} (allo zenit) e di f_{inc} può essere specificata dalla profondità ottica dell'atmosfera allo zenit. Chiamiamola τ_1.

Come possiamo determinare τ_1? Un modo sarebbe misurare f_{oss} da una stella particolare con il nostro telescopio, quindi misurare f_{inc} al di sopra dell'atmosfera, o lanciando il telescopio nello spazio (molto costoso!) o facendo scomparire in qualche modo l'atmosfera stessa (con grandi proteste da parte dei 5 miliardi di abitanti della Terra!)

Ciò che ***possiamo*** fare è misurare la variazione dell'estinzione nell'atmosfera con masse d'aria diverse (cioè a differenti angoli allo zenit) ed estrapolare il flusso osservato alla "massa d'aria 0". Un sistema comune per farlo è misurare il flusso di una stella, aspettare finché la stella vari il suo angolo allo zenit e quindi rimisurare il flusso ancora. Da questi due flussi si può ricavare la profondità ottica allo zenit (o, come vedremo dopo, una quantità in stretta relazione chiamata ***coefficiente di estinzione***). Un esempio: diciamo di osservare una stella in una massa d'aria di 1,2 ($\tau = 1{,}2\ \tau_1$) e misuriamo un flusso che chiamiamo $f_{1.2}$. Molte ore dopo, quando la stella è bassa sull'orizzonte in una massa d'aria di 2,1 ($\tau = 2{,}1\ \tau_1$), misuriamo un flusso di 0,6 volte quello della massa d'aria 1,2 ($f_{2.1} = 0{,}6\ f_{1.2}$). Possiamo facilmente calcolare τ_1 dalle due seguenti equazioni (l'aritmetica è lasciata allo studente-assicuratevi che sappiate come farlo controllando che il risultato sia τ_1=0,57). Risolvere per τ_1 dividendo un'equazione con l'altra o per sostituzione.

$$f_{1,2} = f_{inc} e^{-1,2\tau_1} \qquad (9.8)$$

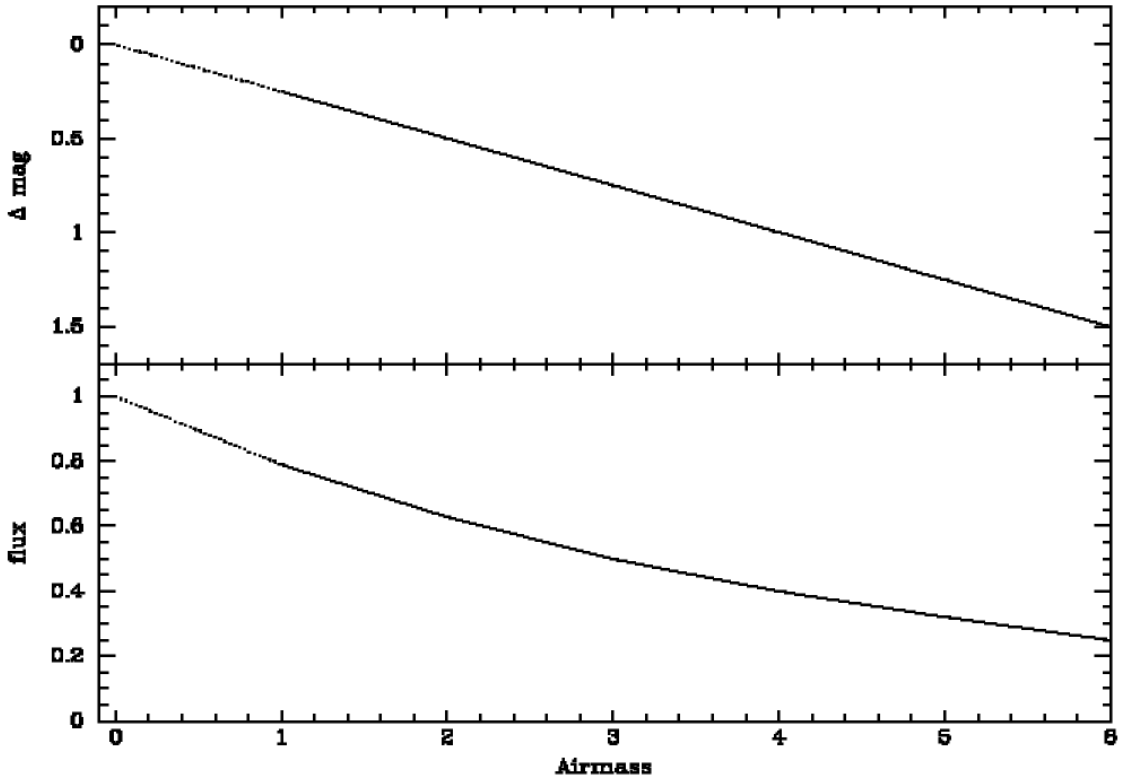


Figura 9.5. In alto: magnitudine strumentale di una stella in funzione della massa d'aria. In basso: flusso di una stella in funzione della massa d'aria. Qui è rappresentato il caso K=0,25. L'asse x inizia per una massa d'aria = 0 (al di fuori dell'atmosfera). Il valore più basso della massa d'aria attraverso cui può essere osservata una stella dal suolo vale 1,0 (allo zenit). In tal modo, l'insieme di valori compresi tra 0,0 e 1,0 non è accessibile.

Capitolo 10

10. Cielo Notturno, Cielo Luminoso

Chiunque abbia osservato le stelle rivelarsi all'imbrunire sa che più buio è il cielo, maggiore la possibilità di vedere le stelle molto deboli. Perché è così? La ragione non è, come potreste pensare d'istinto, nel fatto che la luce del cielo luminoso blocca in qualche modo la luce delle stelle, come fosse una nuvola. Piuttosto, la luce del cielo, a causa della sua natura fotonica, produce *rumore* che rende più difficile rivelare il *segnale* stellare, che deve competere con esso. Maggiore la luminosità del cielo, maggiore il rumore, maggiore la difficoltà di registrare il segnale stellare. Non è importante la quantità di segnale che ci perviene dalla stella, ma il rapporto tra questo ed il rumore presente. Più alto questo rapporto, più facile evidenziare il segnale.

Con l'idea di questo rapporto in mente, è facile vedere che potete rivelare stelle alquanto deboli in 2 modi: aumentare il segnale o diminuire il rumore. Questo fatto è implicito nelle equazioni relative al segnale e rumore, discusse nell'articolo di Newberry (v. i numeri dell'Estate e dell'Inverno 1994 di *CCD Astronomy*). Con un telescopio di maggior diametro potete osservare stelle più deboli perché aumentate il segnale raccolto. Aumenta anche il rumore del cielo, ma in misura minore rispetto al segnale, cosicché il rapporto aumenta. L'altro modo, non così ovvio, consiste nel diminuire il rumore, che è ciò che avviene al tramonto. Cosa avviene mano a mano che il cielo imbrunisce? Il segnale dalle stelle è costante, ma il segnale del cielo, cioè il rumore, diminuisce, cosicché il rapporto segnale/rumore aumenta. Mano a mano che questo rapporto aumenta possiamo osservare ad occhio nudo stelle sempre più deboli.

Il cielo è la fonte principale di rumore, anche se non l'unica, ed è importante che capiate il ruolo del rapporto segnale/rumore nella scoperta di oggetti deboli. In questo articolo vi fornirò un metodo veloce per calcolare la luminosità del cielo al vostro sito osservativo, usando l'immagine CCD di una stella di luminosità conosciuta. La risposta cadrà nel campo del sistema di magnitudini usato dagli astronomi ottici e sarete in grado di comparare il vostro

sito con altri in un modo quantitativo. Questo calcolo rappresenta, anche, un mezzo per presentarvi alcuni aspetti quantitativi dell'analisi di una immagine CCD. Farò anche una piccola introduzione sulle fonti di luce nel cielo.

Cosa significa esattamente misurare la brillantezza del cielo? Quando gli astronomi parlano della brillantezza del cielo, in realtà si riferiscono alla sua brillantezza superficiale o a quella di una piccola zona di una data estensione angolare. L'idea base è quella di comparare il numero di conteggi relativi ad una stella, di magnitudine nota, raccolti da un CCD con quelli contemporaneamente raccolti da una piccola di cielo. Tutto ciò di cui avete bisogno è l'immagine di una stella di magnitudine nota e di un dark frame di uguale tempo di integrazione. Per un paragone con altri siti osservativi è bene che filtriate l'immagine con un filtro UBVRI, usato dagli astronomi per misurare la brillantezza ed il colore degli oggetti astronomici (vedi articolo di Bessell nel numero di Autunno 1995 di *CCD Astronomy*).

Il primo passo consiste nel sottrarre il dark frame dall'immagine della stella. Quindi misurate il numero totale di conteggi della stella. Le immagini stellari, naturalmente, occupano un certo numero di pixel, a causa degli effetti dell'impastamento causati dal seeing. Il seeing è quantificato dal FWHM di un'immagine stellare, cioè dal suo diametro a metà del valore di picco della luminosità. Questa è la misura della stella in oggetto. Per ottenere una buona misura di **tutta** la luce stellare, dovreste prendere in considerazione un'area, intorno alla stella, 2 o 3 volte più grande del valore FWHM. L'immagine usata nel mio esempio fu presa al telescopio da 40 cm Meade LX200 16" della U.O., situato nel campus universitario a Norman, Oklahoma. Ho usato un CCD SBIG ST8, con binning 2x2, quindi con pixel risultanti di 18 micron, cioè 0,90 arcsec. Il valore FWHM per una esposizione di 30 secondi in banda V era di 2,5 arcsec (pari a 2,7 pixel). Per misurare la maggior parte della luce stellare, ho usato un'area quadrata di 7x7 pixel(6,3x6,3 arcsec). La stella, scelta dalla lista delle stelle standard di Arlo Landolt (vari articoli di Landolt si trovano nel *Astronomical Journal*), ha una magnitudine V di 12,75 e totalizzava un conteggio totale di 26400 nel riquadro di 7x7 pixel.

Ora dobbiamo determinare il numero di conteggi di un riquadro di cielo di 1 arcsec^2, cosicché si possa esprimere la brillantezza del cielo in unità di magnitudine per arcsec^2, che è lo standard per gli astronomi ottici. Il segnale del cielo per pixel, ottenuto, in una zona lontana dalla stella, dal segnale medio corretto del dark, si mostra pari a 170. Poiché ogni pixel ha un'area di 0,9 x 0,9, o 0,81 arcsec^2, il conteggio per un'area di 1x1 arcsec di cielo dovrebbe essere 170/0,81 = 210.

Ora abbiamo a disposizione una stella di magnitudine nota ed i suoi conteggi, e una zona di cielo di cui conosciamo il valore in conteggi ma non la magnitudine. Per calcolare la magnitudine della zona di cielo misurata, usiamo l'equazione fondamentale che mette in relazione le differenze di magnitudine con la brillantezza di due sorgenti, nel nostro caso il riquadro di cielo e la stella:

$$m_{stella} - m_{cielo} = 2{,}5 \cdot \log_{10}(B_{cielo}/B_{stella})$$

dove m sono le magnitudini della stella e quella di un arcsec^2 di cielo, e B le brillantezze (cioè i flussi) della stella e del cielo, espresse per semplicità in numero di conteggi. I conteggi non sono la reale misura della brillantezza, che esprime l'unità di energia per unità di tempo per unità di superficie: sono, però, posti in relazione con essa da un fattore costante di moltiplicazione. Poiché questo è costante sia per la stella che per il cielo, e poiché i mezzi e i tempi di misurazione risultano identici, possiamo non tenerne conto.

Ora risolviamo per m_{cielo}, la magnitudine del cielo, usando $m_{stella} = 12{,}75$:

$$m_{cielo} = 12{,}75 - 2{,}5 \log_{10}(210/26400)$$

$$\text{risultato} = 18{,}0$$

Così la brillantezza del cielo per quel sito nella banda V risulta di 18,0 magnitudini. Al Kitt Peak in Arizona è di 21,9 per arcsec^2. Il cielo di Norman è di 3,9 magnitudini più luminoso di quello del Kitt Peak; conoscendo la magnitudine, possiamo risolvere l'equazione per ottenere la brillantezza, trovando che il cielo sopra Norman è 35 volte più luminoso.

In una tipica notte, abbiamo riscontrato che il cielo sopra l'osservatorio della U.O. è 50 volte più luminoso di quello del Kitt Peak in banda B, 35 volte in banda V, 20 volte in banda R e 6 volte in banda I. Notate la maggior luminosità nella banda del blu rispetto a quella del rosso. Ciò è dovuto al maggior contributo della luce artificiale che viene più facilmente riflessa verso il telescopio di quanto accada per la luce nel rosso.(La banda del blu è più facilmente riflessa dalle molecole ed impurità dell'aria rispetto a quella del rosso. E' il motivo per cui di giorno il cielo è azzurro ed al tramonto rossastro).

Ma le luci artificiali non sono l'unica fonte di luminosità del cielo. La stessa aria balugina a causa di vari processi atomici che accadono nell'atmosfera: collisioni tra atomi e molecole che si eccitano a vicenda, eccitazione degli atomi degli strati superiori dell'atmosfera provocata dal vento solare (che quando particolarmente violenta, soprattutto ai poli, prende il nome di *aurora*).

Un altro importante contributo viene dato dalla luce lunare. In ogni osservatorio ottico le notti buie di luna nuova sono particolarmente apprezzate. Anche la luna fornisce maggior

luminosità nel blu piuttosto che nel rosso. Il suo contributo dipende naturalmente dalla fase e dalla quota di polvere ed umidità nell'atmosfera.

Cosa succederebbe se foste al di sopra dell'atmosfera, come l'HST? Il cielo apparirebbe completamente buio? La risposta è sorprendente: il cielo in un'orbita terrestre è più buio di un fattore da 2 a 4 volte. Per l'HST esiste ancora un segnale significativo dal cielo, la cui fonte principale è la *luce zodiacale*, che è luce solare riflessa dalle particelle di polvere presenti nel sistema solare. L'unico modo per eliminare la luce zodiacale sarebbe porsi al di fuori del sistema solare! La luce zodiacale vicina al sole, dove è più luminosa, può essere vista come una debole piramide di luce subito prima dell'alba a est o dopo il crepuscolo del tramonto ad ovest. Per osservarla avete bisogno solo dei vostri occhi, di un sito buio e di una notte senza luna (a causa della sua sorprendente estensione, la luce zodiacale è uno dei pochi fenomeni astronomici osservabili solo ad occhio nudo. O con obiettivi fotografici a larghissimo campo). Il migliore momento è quando l'eclittica si avvicina all'angolo retto con l'orizzonte al termine del tramonto o all'inizio dell'alba. Per gli Stati Uniti, i migliori momenti sono dopo il crepuscolo serale in Febbraio e Marzo o prima dell'alba in Settembre ed Ottobre. (Vedere il *Observers Handbook* della *Royal Society of Canada*, sotto il titolo "Interplanetary Dust" per maggiori dettagli sulla luce zodiacale). La piramide visibile è solo la parte più luminosa, perché la luce zodiacale interessa tutto il cielo.

E se fossimo al di fuori del sistema solare? Il cielo sarebbe completamente buio? Sicuramente più buio di quello dell'HST, ma, pure, ci sarebbe luce stellare riflessa dalla polvere intragalattica.

Cosa possiamo fare con la luminosità del cielo? Il primo rimedio è quello di allontanarsi dalle città. La leggerezza dei moderni CCD e notebook rende il compito più facile rispetto al recente passato. Se avete un osservatorio fisso, dovreste sempre alimentarlo a batteria lasciando al di fuori le sorgenti alternate: ma forse questo è un po' eccessivo anche per l'astrofilo maniacale. Ci sono misure meno estreme per rendere le notti più buie. Molta parte dell'illuminazione stradale cittadina è costituita da lampioni la cui luce non è diretta solo verso il terreno, dove risulta utile, ma soprattutto verso il cielo. Se siete interessati all'inquinamento luminoso, potete contattare la *International Darksky Association* (*IDA*), sita a Tucson, Arizona e di cui potete leggere sul sito http://www.darksky.org.

Filtri possono essere usati per combattere gli effetti dell'inquinamento, particolarmente per gli oggetti con emissioni ben definite, come gli oggetti delle regioni HII o la nebulose planetarie. La luce da questi oggetti è ristretta in ben precise linee di emissione, cioè in bande di

lunghezza d'onda molto ristrette, risultando gli stessi oggetti bui per la maggior parte della altre bande luminose. Filtri costruiti per far passare solo le bande di emissione di questo oggetti, bloccano tutte le altre bande, permettendo il blocco della maggior parte del segnale proveniente dal cielo. E' vero che il segnale dalla nebulosa diminuisce perché in ogni caso deve attraversa lo spessore del filtro, ma la sua riduzione è inferiore a quella del rumore proveniente dal cielo, in tal modo ottenendo un aumento del rapporto segnale/rumore.

Capitolo 11

11. Rivelatori Fotometrici

I telescopi raccolgono semplicemente fotoni. Abbiamo bisogno di qualche marchingegno per raccoglierli ed eseguire osservazioni utili.

11.1. L'Occhio Umano

Il rivelatore "naturale" dei fotoni visibili è la retina dell'occhio umano, oggetto straordinario. Ci fornisce un gran servizio, con la sua visione panoramica, la risoluzione al di sotto del secondo, sotto innumerevoli variazioni di condizioni di luce. Tuttavia non è un valido strumento fotometrico, perché non è in grado di stabilire misure quantitative del flusso. In più, non integra il segnale, cioè non è in grado di accumularlo e di registrarlo permanentemente.

Al presente, l'occhio umano non viene usato per rivelazione primaria di un segnale luminoso. Gli astrofili eseguono alcune osservazioni basandosi solo sul loro occhio. Un campo dove potrebbe essere d'utilità è quello dei fini dettagli planetari, perché può approfittare dei brevi momenti di aria calma per evidenziare particolari difficili. L'occhio umano può, anche, essere di una qualche utilità fotometrica nell'evidenziare differenze di luminosità delle variabili confrontate con stelle di magnitudine nota.

La risoluzione angolare dell'occhio umano è limitata dal piccolo diametro della lente, che al buio è di circa 7 mm, ed pari a 16 arcsec. Ma sono pochi gli uomini che raggiungono tali possibilità.

La sensibilità dell'occhio è limitata ad una piccola parte dello spettro delle REM, dipendente in parte dall'osservare di giorno (visione fotopica) o di notte (visione scotopica o dell' "occhio adattato") La figura 11.1 mostra la risposta relativa dell'occhio umano in funzione delle bande d'onda.

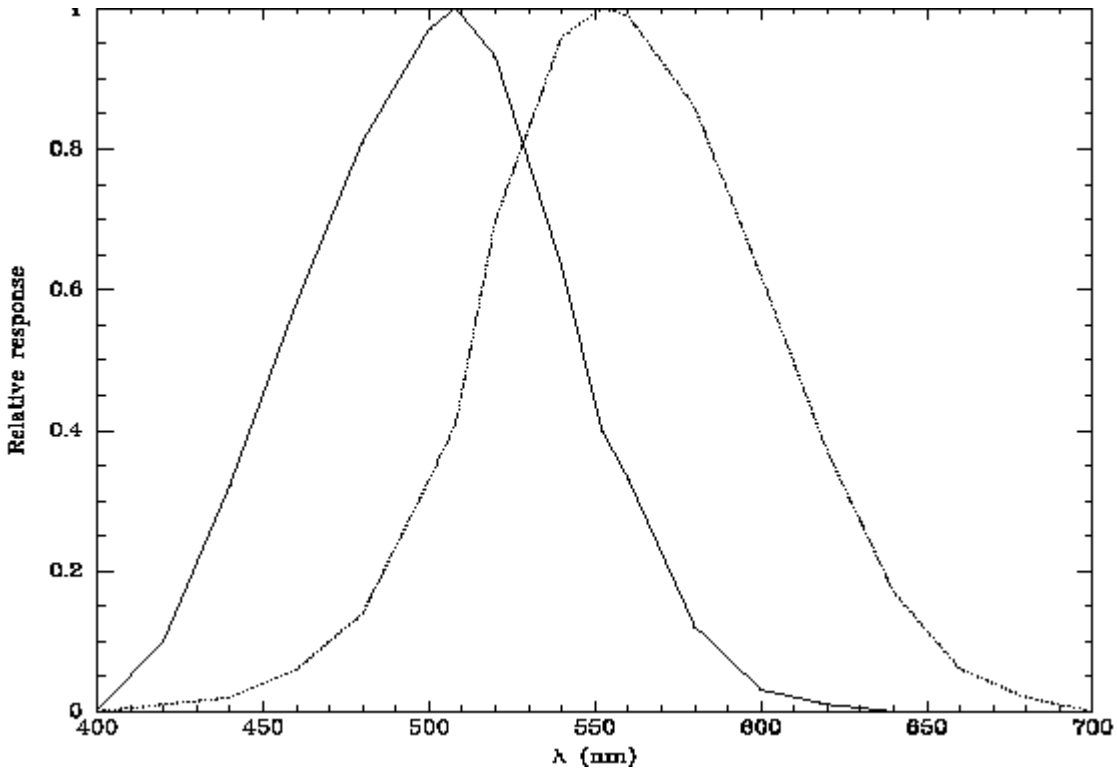


Figura 11.1. Sensibilità nelle bande d'onda dell'occhio umano. La linea continua rappresenta la visione scotopica, quella tratteggiata la fotopica. L'asse delle y non è calibrato in termini di unità reali; è una risposta relativa al picco.

11.2. Emulsioni Fotografiche

Il primo progresso nel campo dei rivelatori astronomici fu l'emulsione fotografica, che permette una registrazione permanente degli oggetti celesti visualizzati al telescopio. Tuttavia non sono dispositivi fotometrici molto buoni a causa di parecchi svantaggi: registrano solo una piccola frazione (circa 11%) dei fotoni che le colpiscono.La natura analogica dell'immagine registrata non permette misure quantitative della luminosità stellare. Non sono lineari: un doppio segnale non produce una doppia densità dell'immagine. Questo fenomeno viene chiamato **difetto di reciprocità**. Un vantaggio delle emulsioni fotografiche è la loro dimensione in rapporto a quella dei CCD, almeno nell'anno 2000. Resta il fatto che la domanda di lastre piane per astronomia è drasticamente calata, tanto che si vocifera che la Kodak stia pensando di abbandonarne la produzione molto presto.

11.3. Rivelatori Moderni – PMT e CCD

I rivelatori moderni sono digitali: rivelano fotoni e restituiscono in uscita un numero direttamente e linearmente proporzionale al numero di fotoni incidenti la superficie del rivelatore.

Il primo rivelatore moderno in tal senso è il Tubo FotoMoltiplicatore (PMT, PhotoMultiplier Tube). Consiste di un tubo di vetro a vuoto, su un'estremità del quale è depositato una pellicola di materiale sensibile (come l'indio antimonio) chiamata **fotocatodo**. Questo materiale ha la proprietà di liberare un elettrone quando colpito da un fotone. Ogni elettrone così liberato viene diretto lontano dal fotocatodo da un campo elettrico ed è amplificato in **impulsi** di elettroni da una serie di piastre metalliche (chiamate dynodi) e da un campo elettrico acceleratore nel tubo. Circuiti elettroni accoppiati al PMT contano questi impulsi. Così, un singolo fotone che colpisca il catodo dà come risultato un impulso di molti elettroni facilmente conteggiabile. (vedi Figura 11.2 per una diagramma di un PMT e la 11.3 per l'immagine di un fotometro e del materiale associato necessario per sostenerlo e farlo funzionare).

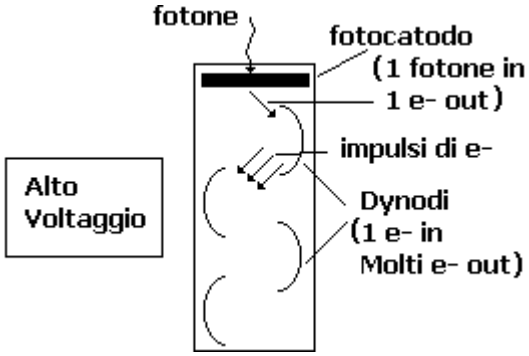


Figura 11.2. Diagramma Schematico di un PMT. Il generatore ad alta tensione crea un campo elettrico che accelera gli elettroni lungo il tubo. Ad ogni dynodo, un elettrone incidente genera molti elettroni che vengono, quindi, accelerati verso il dynodo successivo, dove per ciascuno di essi che urta si liberano molti più elettroni. Mediante questa cascata, un singolo fotone che incide sul fotocatodo rilascia un impulso composto da molti elettroni che viene rivelato facilmente.

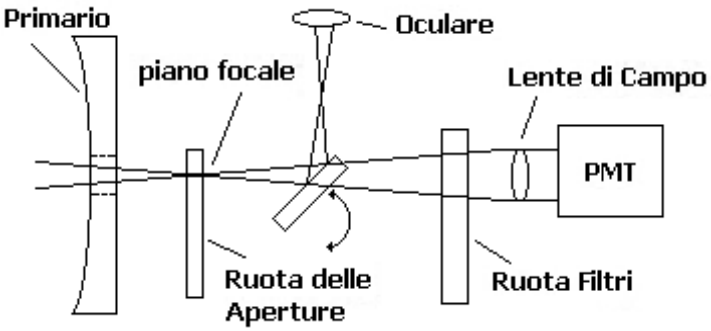


Figura 11.3. Schema di un semplice Fotometro. La Ruota delle aperture contiene fori di diverso diametro che definiscono la misura angolare dell'area misurata. Dietro questa, un flip mirror con un oculare per centrare l'oggetto nell'apertura. I Filtri servono a definire la banda passante. La lente di campo dirige la luce sul fotocatodo. Il PMT è generalmente raffreddato da ghiaccio secco.

Lo svantaggio del PMT è che è essenzialmente un dispositivo monocanale, nel senso che non esiste alcuna informazione di posizione. Il segnale in uscita non dipende da dove sul catodo il fotone abbia colpito; così, possiamo solo misurare tutta la luce che colpisce il catodo. Tuttavia, col PMT, diversamente dalla lastra fotografica, otteniamo un risultato digitale, cioè possiamo effettuare facilmente delle misure quantitative.

Il rivelatore di elezione per l'astronomia ottica è ora il CCD, che ha molti vantaggi. E' un dispositivo lineare di conteggio della maggioranza dei fotoni incidenti. E' molto meglio del PMT perché può registrare un'immagine bidimensionale, cioè ci restituisce informazioni di

posizione. I CCD hanno veramente rivoluzionato l'astronomia nelle due decadi passate. Il prossimo capitolo sarà dedicato a questi straordinari dispositivi.

Ulteriori Letture

1. Sky on a chip: The Fabulous CCD - Sky and Telescope, Settembre 1987. Un po' datato per certi particolari, ma ancora un'eccellente introduzione ai CCD.

Capitolo 12

12. I CCD (Charge Coupled Devices)

12.1. Concetti di base

Un CCD (Dispositivo ad accoppiamento di carica) è "*chip*" di silicio sensibile alla luce che è elettricamente diviso in un gran numero di parti indipendenti chiamati ***pixel*** (contrazione di "picture element"). I CCD oggi in commercio hanno una superficie sensibile composta da una matrice da 512 x 512 (262.144) fino a 4096 x 4096 (16.777.216) singoli pixel, e la cui dimensione lineare varia da 0,5 fino a 10 cm (le dimensioni tipiche di ciascun pixel va dai 10 ai 30 micron di lato). In campo astronomico i CCD sono utilizzati per misurare quanta luce cade su ciascun pixel. Il risultato è un'***immagine digitale***, che consiste di una matrice di numeri, uno per pixel, ciascun numero è legato direttamente alla quantità di luce che incide su quel pixel. Naturalmente, una delle comodità del CCD è che l'immagine, che si ottiene in forma digitale, è rapidamente manipolata, misurata e analizzata al computer. Gli astronomi ricercatori passano ***molto*** più tempo seduti al computer che vicino al telescopio!

Parecchi concetti sono alla base dell'uso dei CCD come rilevatori di bassi livelli di illuminazione in astronomia. Quanto segue dovrebbe dare sufficienti informazioni che permettano di comprendere le ragioni dei vari passi di riduzione dei dati al computer, cosa che affronteremo successivamente.

Efficienza quantica (QE). Un CCD rileva singoli fotoni, ma perfino il migliore dei CCD non rivelerà ogni singolo fotone che andrà a colpirlo. La frazione di fotoni incidenti su di un CCD e che sono effettivamente rilevati dal CCD è chiamata efficienza quantica (QE) ed è di solito espressa in forma percentuale. (Nota: c'è un altro modo di definire QE che coinvolge il rapporto segnale rumore del segnale incidente e rilevato. Per i CCD in cui il rumore dei fotoni è la sorgente dominante del rumore, la frazione di fotoni rilevati e la definizione del segnale rumore del QE sono equivalenti.)

Il QE è una è una funzione della lunghezza d'onda. Ai fini della rilevazione nel campo ottico distinguiamo fondamentalmente due tipi di sensori: ***chip spessi***, "chip illuminati frontalmente", in cui la luce passa attraverso alcuni strati elettronici del CCD prima di colpire il livello del rilevatore di silicio, e ***chip sottili***, ("illuminati al rovescio") in cui lo strato di silicio è assottigliato meccanicamente o chimicamente e la luce incide sul silicio direttamente (vedere fig. 12.1). I chip grossi hanno un QE basso nel blu, poiché gli strati elettronici assorbono molta della luce blu. I chip sottili hanno un miglior QE nel blu. Sia i chip sottili che quelli spessi hanno QE simili nel rosso, ma quelli sottili hanno di solito QE più elevata a tutte le lunghezze d'onda. La figura 12.2 mostra il grafico del QE rispetto alla lunghezza d'onda per parecchi CCD. I chip Steward/Loral e NURO sono del tipo assottigliato ed hanno una risposta nel blu. Il chip Kodak originale è del tipo spesso ed ha una sensibilità bassa nel blu. La Kodak ha di recente presentato un chip "E" migliorato che ha un QE nel blu molto migliore. Il chip "E" è ancora del tipo spesso, ma utilizza materiali e strutture "più trasparenti" del chip

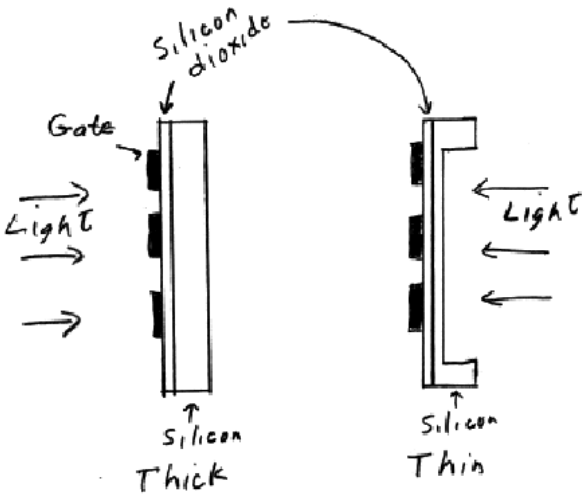


Figura 12.1. Spesso o sottile in Pizzeria? Il sensore spesso (a sinistra) ha uno strato di silicio di circa 500 micron. La luce colpisce il silicio da sinistra dopo aver passato le strutture della porta. Il sensore sottile (a destra) ha uno strato di silicio di solo circa 10 micron. La luce colpisce il sensore da destra, in tale modo non deve passare attraverso la struttura della porta.

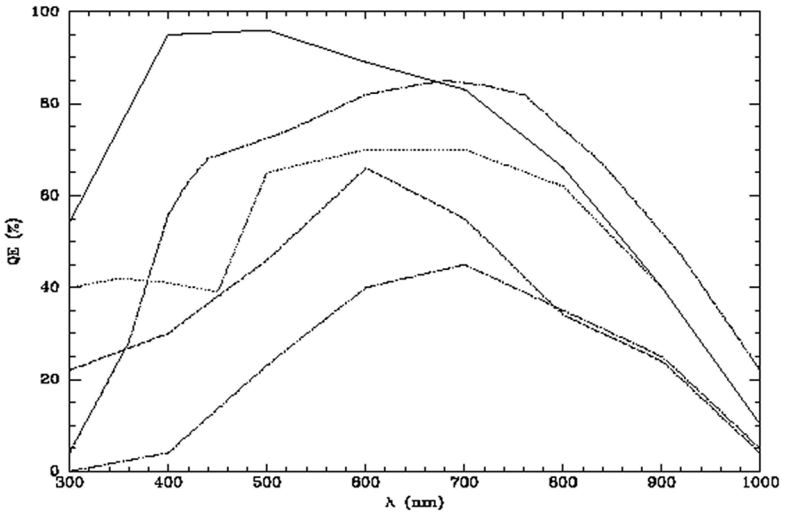


Figura 12.2. Curve di QE per cinque CCD. Dall'alto verso il basso a 500 nm: curva a tratto continuo: CCD assottigliato dell'Osservatorio Steward; curva tratto-punto: Site retro illuminato (nella camera AP7); curva punteggiata: CCD assottigliato della NRO TEK; curva tratteggiata: sensore Kodak tipo "E" (per migliorato). Questo è un sensore grosso, ma per il quale è stato utilizzato un materiale per le porte più trasparente del normale; per ultimo curva tratto-punto: vecchio sensore spesso Kodak (non E).

originale. (Purtroppo quando acquistammo il nostro CCD ST8 non c'erano ancora i chip tipo "E").

Le curve di QE per i vari CCD che riporto sono da considerasi puramente indicative e non sono da considerare assolute.

Per la realizzazione di un chip sottile si parte da un normale chip spesso e quindi si riduce lo spessore dello strato di silicio. (Lo strato di silicio deve essere veramente sottile in un chip illuminato al rovescio o altrimenti gli elettroni non raggiungerebbero mai la struttura di conteggio). L'assottigliare lo strato di silicio allo spessore richiesto in modo uniforme senza distruggere il pezzo è veramente magia nera!

Il CCD ST8 dell'Università dell'Oregon utilizza un chip spesso realizzato dalla Kodak. La camera è costruita dalla SBIG (santa Barbara Instrument Group: www.sbig.com). Il chip (modello KAF-1600 ndr) dispone di una matrice di 1530 x 1020 pixel quadrati di 9 micron di lato. (Come vedremo in seguito, normalmente noi raggruppiamo i pixel in gruppi di 2 x 2 o 3 x 3, come se avessimo un chip di 765 x 510 o 510 x 340 pixel rispettivamente.) Il prezzo di tale chip dipende dalla qualità, il nostro non è del migliore "grado" (definito come numero dei difetti del chip stesso) ed il suo prezzo fu di circa $2500. (Chip "perfetti" di questo stesso tipo costano circa $10000). Chip di grandi dimensioni e sottili sono molto costosi – centinaia di migliaia di dollari. Negli ultimi anni, parecchi costruttori di camere astronomiche (in particolare la Apogee Instruments, www.apogee-ccd.com) hanno offerto camere con chip sottili a prezzi sufficientemente bassi per piccoli osservatori e astrofili impegnati. Gli osservatori maggiori hanno propri laboratori dove acquistano chip commerciali (grossi) e li assottigliano per raggiungere un buon QE nel blu (utilizzando antichi incantesimi di alchimisti e sacrifici virginali! – scherzando sul sacrificio delle vergini, in Arizona è fuori legge.) Questi laboratori "impacchettano" anche il dispositivo. Ciò non significa metterlo in scatole di cartone, ma piuttosto il lavoro delicato e difficile di montare il CCD assottigliato in modo tale che questo fragile dispositivo sia otticamente piano (tendono infatti ad arricciarsi come le patatine quando vengono tagliate) e collegato rigidamente alla base. (Molti CCD professionali sono montati in camere sotto vuoto, in modo che non si formi uno strato di ghiaccio sulla loro superficie quando vengono raffreddati. CCD montati in modo inappropriato sono stati risucchiati dalla pompa a vuoto al suo primo avviamento!)

Conteggi. Allora, possiamo ritenere che quei numeri che leggiamo dal CCD sia il numero effettivo dei fotoni che incidono su ciascun pixel? Ebbene no. Primo, parte del numero è uno scostamento ("offset") chiamato "***bias***" (vedi sotto) e parte può essere dovuta alla "***dark***

current" (corrente di buio) (vedi sotto). Dopo aver sottratto queste componenti il segnale è relativo al numero di elettroni liberati dai fotoni su ciascun pixel. Solo una frazione QE di fotoni generano elettroni, cosicché il numero di elettroni è: (numero di fotoni) x QE. Per parecchie ragioni tecniche, i numeri che il CCD genera sono legati al numero di elettroni e ad un numero frazionario chiamato il ***guadagno*** (il guadagno normalmente è un numero piccolo maggiore di 1). Detto in modo elementare, il numero di fotoni che incidono su un pixel è legato al numero in uscita (chiamato anche "DN" per numero di dati, data number) come segue:

$$Fotoni = \frac{numero\ di\ e^-}{QE} = \frac{guadagno \cdot DN}{QE} \qquad (12.1)$$

dove il numero di elettroni è solo quello che proviene dai fotoni, cioè il *bias* e il contributo del *dark* sono stati sottratti.

Nel fare la fotometria astronomica, normalmente non viene calcolato il numero effettivo di fotoni per pixel poiché le misurazioni vengono effettuate rapportando il DN dei nostri oggetti con il DN di stelle (chiamate ***stelle standard***) di cui si conosce il flusso. (Questo argomento verrà ovviamente approfondito in seguito).

Tempo di integrazione. Il CCD (al contrario dell'occhio umano ma in modo simile alla pellicola fotografica) funziona sul principio dell'***integrazione***. Il segnale (gli elettroni liberati dal silicio quando ciascun pixel viene colpito dai fotoni) si accumula con il tempo. Il tempo di integrazione (o tempo di posa) è controllato da un otturatore meccanico (come in una macchina fotografica) o elettricamente (cambiando il voltaggio nel CCD).

Rumore di lettura. ("Read noise") Dopo un'integrazione (posa), il CCD deve essere "letto" per trovare il valore del segnale in ciascun pixel, poiché il segnale può essere debole pochi elettroni per pixel, questo passo coinvolge amplificatori molto complessi che sono parte del CCD stesso (amplificatori "sul chip"). Sfortunatamente, ma inevitabilmente, il processo stesso di lettura genera rumore elettronico. Il rumore medio per pixel è chiamato ***rumore di lettura***. I CCD moderni hanno tipicamente un rumore di lettura da 5 a 20 elettroni per pixel per lettura (il rumore di lettura è il medesimo sia con esposizioni di 0,1 s che di 3 ore).

Bias frame. (Fotogramma di *bias*). Se leggiamo il CCD senza fare alcuna integrazione (in altre parole si pensi ad una esposizione con zero secondi di posa), ci sarà un segnale chiamato il segnale di *bias* (o offset = scostamento). (Si può pensare che il *bias* sia zero, ma ciò non è. Si pensi ad esso come a uno scostamento elettrico o ad un fondo). Questo segnale deve essere misurato (dipende in un certo modo da cose tipo la temperatura del CCD) e sottratto dalle

immagini che registriamo. Poiché c'è rumore di lettura per QUALSIASI lettura del CCD, perfino i *bias* frame hanno un rumore di lettura associato con essi. Per ridurre al minimo il rumore quando sottraiamo il *bias*, dobbiamo riprendere molti *bias* frame e quindi combinarli tra loro per abbattere il rumore.

Dark frame. (Fotogramma di buio). Se eseguiamo un integrazione del CCD per un qualche tempo SENZA che la luce lo colpisca, ci sarà un segnale (e più precisamente un ***rumore*** associato a quel segnale) causato dall'eccitazione termica degli elettroni nel CCD. Questo è chiamato il ***segnale di buio*** (o semplicemente "*dark*"). Il *dark* è molto sensibile alla temperatura (minore temperatura = minore *dark*), per questo motivo i CCD utilizzati in astronomia sono raffreddati (spesso alla temperatura dell'azoto liquido). Anche raffreddati, alcuni CCD hanno una corrente di buio non trascurabile. Questa infatti deve essere misurata e sottratta dall'immagine. Come per il *bias*, è consigliabile prendere molti *dark* e combinarli tra loro per abbattere il rumore. (Va ricordato che il *dark* e il *bias* ***non*** sono la stessa cosa!)

Flat frame. (Fotogramma "piatto"). Tutti i CCD hanno delle disuniformità. In altre parole, se il CCD viene illuminato in maniera uniforme, NON si genererà lo stesso segnale in ogni pixel (anche ignorando il rumore per il momento). Disuniformità a piccola scala (da pixel a pixel) (di solito pochi percento per un pixel rispetto a quello vicino) sono causate da una leggera differenza nelle dimensioni di ciascun pixel. Quelle a maggior scala (su una grande frazione del CCD) sono causate da piccole variazioni dello spessore del silicio lungo il chip, da una non uniforme illuminazione causata dalle ottiche del telescopio (vignettatura), ecc. ecc. Queste possono arrivare fino al 10% sull'intero chip. Per correggere queste variazioni è necessario esporre il CCD ad una luce uniforme e vedere come si presenta il segnale (l'immagine). Questo fotogramma (chiamato *flat*) può essere quindi utilizzato per correggere queste disuniformità (l'immagine viene divisa per il *flat*).

Fotogramma dati (oggetto). Per riprendere un'immagine di un oggetto astronomico, puntiamo il telescopio alla giusta posizione nel cielo, apriamo l'otturatore per consentire alla luce di cadere sul CCD. Lasciamo che il segnale si accumuli sul CCD (effettuiamo l'integrazione) per un certo tempo (non importa quale) e quindi effettuiamo la lettura. Il tempo di posa dipende da molti fattori. L'obbiettivo di base è quello di ottenere un'immagine della sorgente con il miglior rapporto segnale rumore (S/N) possibile. Ora, poiché il segnale è composto di fotoni, c'è un'inevitabile quantità di rumore associata con le statistiche di conteggio dei fotoni stessi (rumore = "radice di N", dove N è il numero di fotoni raccolti, cosa sulla quale discuteremo in dettaglio nel seguito). Non c'e' alcun modo per liberarsi di questo rumore. *Comunque* raccogliendo un maggior numero di fotoni, possiamo migliorare il

rapporto S/N (il segnale varia linearmente con il tempo, mentre il rumore varia come la radice quadrata del tempo), ma va tenuto presente che durante l'integrazione, anche il segnale di buio si accumula. Ci si deve inoltre preoccupare delle altre sorgenti di rumore, ovvero lettura, buio ed anche degli effetti delle particelle dei raggi cosmici i quali danno un segnale spurio. La prima cosa di ci si deve assicurare è che queste altre sorgenti di rumore siano molto inferiori del rumore dei fotoni, in tal modo non ci si pongono limitazioni non necessarie[1]. Questo ragionamento è valido per lunghe esposizioni. Comunque, nel caso dei raggi cosmici vale anche per parecchie esposizioni molto più brevi che si possono successivamente combinare (come si può immaginare, ad esempio il CCD a bordo di HST ha realmente problemi con i raggi cosmici!). Insomma, determinare il tempo di posa ottimale è molto complicato!

Riassumendo le fasi essenziali nel riprendere e ridurre un'immagine CCD presa al telescopio sono le seguenti:

- Si prendano un certo numero di *bias frame (bias)*, fare la mediana di questi fotogrammi per ottenere un singolo *bias* con basso rumore;
- Si prendano un certo numero di *dark frame (dark)* (al buio, con tempo di integrazione finito uguale al tempo di integrazione che si userà per gli oggetti). Se la corrente di buio non è trascurabile, i *dark* dovranno essere combinati tra loro per ottenere un singolo *dark* con basso rumore (ovviamente dopo aver sottratto il *bias*);
- Si prenda un *flat frame (flat)* con ciascun filtro – i *flat* possono essere presi puntando il telescopio sul cielo del crepuscolo o all'interno della cupola. Sia i *bias* che i *dark* (nel caso in cui la corrente di buio non sia trascurabile nell'intervallo di tempo della posa del *flat*) dovranno essere sottratti dal *flat*. Il livello del segnale nel *flat* è arbitrario – è relativo a quanto luminoso era il cielo al crepuscolo, ecc. – tutto ciò di cui si ha bisogno è l'informazione delle differenze di segnale attraverso il chip. Quindi normalizziamo il *flat* in modo tale che il segnale medio in ciascun pixel sia 1,00 (ciò si ottiene semplicemente dividendo per il segnale medio).
- Si sottraggano il *bias* a basso rumore e il *dark* a basso rumore dal fotogramma dell'oggetto. Quindi si divida per il *flat* normalizzato.

In sintesi:

$$immagine\ ridotta = \frac{immagine\ grezza - bias - dark}{flat\ normalizzato} \qquad (12.2)$$

[1] ciò si applica ai sistemi CCD "professionali" (come ad esempio al NURO) – si veda il seguito per alcune modifiche per i sistemi "amatoriali".

(Per la maggior parte dei moderni CCD di grado professionale la corrente di buio è così bassa che è possibile ignorarla, vengono comunque eseguiti *dark* per verificare che il sistema funzioni correttamente.)

12.2. CCD amatoriali e professionali

I sistemi CCD arrivano sul mercato in una vasta gamma di sofisticazione e livelli di prezzo. Sistemi "professionali", impiegati nei maggiori osservatori, sono solitamente raffreddati con azoto liquido fino a temperature dell'ordine di – 100 °C o inferiori. Sistemi "amatoriali" o "per amatori avanzati" di solito utilizzano sistemi di raffreddamento termoelettrico. Questi sistemi termoelettrici raffreddano il CCD da 20 a 40 °C al disotto della temperatura ambiente. In tal modo questi sistemi operano con temperature tra 0 e – 40 °C a seconda della temperatura in cupola. A queste temperature la corrente di buio può essere un problema, come in effetti lo è per alcuni sensori. Inoltre in questi sistemi la stabilità della temperatura del CCD è tipicamente più o meno precisa, al contrario dei sistemi professionali ingegnerizzati con maggior cura, cosa che può indurre cambiamenti nella corrente di buio con conseguente nascita di ulteriori problemi.

A causa di tali considerazioni, i sistemi amatoriali vengono utilizzati in modo leggermente diverso da quelli professionali. Spesso, i *dark* (di durata uguale a quella dell'oggetto) sono ripresi sia prima che dopo ciascun oggetto. Questi sono quindi mediati e sottratti dal fotogramma dati. Qui poi i "*dark*" sono effettivamente "*dark* + *bias*" e quindi non è necessario riprendere un *bias* separato. Il problema con questo tipo di procedura è che è inefficiente per l'uso di tempo telescopio – infatti molto tempo è dedicato alla ripresa di *dark* durante la notte.

In tal modo per un sistema dove sono necessari *dark*+*bias* prima e dopo si avrà:

$$\begin{pmatrix} immagine \\ ridotta \end{pmatrix} = \frac{(immagine\,grezza) - \frac{[(dark + bias\ prima) + (dark + bias\,dopo)]}{2}}{(flat\ \ normalizzato)} \qquad (12.3)$$

dove i *dark*+*bias* prima e dopo hanno lo stesso tempo di posa dell'oggetto.

12.3. Flat Field Frames

Ci sono diversi metodi per ottenere i "*flat*". Personalmente trovo che il sistema della luce del crepuscolo funzioni bene, almeno per sensori piccoli su grandi telescopi, dove il campo inquadrato è piccolo. Dopo il tramonto, si prende un'immagine del cielo del crepuscolo che dovrebbe avvicinare ragionevolmente una sorgente di luce uniforme. Ma riprendere buoni "*flat*" al crepuscolo può essere difficile, in particolare se sono coinvolti dei filtri. Se si sta

aspettando di osservare, il crepuscolo sembra durare troppo – se al contrario si vogliono riprendere buoni "*flat*" di crepuscolo, sembra che il cielo diventi scuro troppo in fretta, in particolare se si hanno dei filtri diversi per i quali riprendere il "*flat*". Una buona regola pratica è quella di riprendere un certo numero di *flat* per ciascun filtro spostando il telescopio tra le esposizioni. Nel caso in cui appaiano stelle sul fotogramma, è possibile eliminarle bilanciando e combinando opportunamente le immagini. Per combinare le immagini e rimuovere le stelle, verrà utilizzato l'algoritmo della combinazione mediana (discusso più avanti).

Poiché i sensori diventano sempre più grandi, e di conseguenza anche il campo inquadrato diventa maggiore, è necessario preoccuparsi del fatto che il cielo del crepuscolo non è uniforme in luminosità – ad esempio è ovviamente più luminoso ad ovest, vicino al sole che tramonta che sulla verticale. Comunque, trovando la posizione corretta nel cielo, è possibile minimizzare il gradiente nella luminosità del crepuscolo (si rimanda all'articolo nei riferimenti a questo capitolo).

Un altro modo per ottenere *flat* è quello di utilizzare uno schermo sulla cupola e illuminarlo con luce artificiale. Con qualche sforzo, anche questo funziona bene, anche se ci sono un certo numero di possibili preoccupazioni. Una è che le luci elettriche usate per illuminare lo schermo sono più rosse che il cielo. Questo fatto può essere ovviato utilizzando lampade molto calde, o utilizzando filtri che diminuiscano la luce rossa delle lampade. Per lavori di precisione, particolarmente nel blu, ci si deve preoccupare anche della riflettività dello schermo. Uno schermo può sembrare buono e uniforme ad occhio nudo, ma piuttosto non uniforme a lunghezze d'onda inferiori a quelle che l'occhio può percepire. A tale scopo sono reperibili sul mercato particolari vernici ad alta riflettività nell'UV/blu.

Per ciascun sistema di ripresa del *flat*, una preoccupazione spesso sottovalutata è la ***luce diffusa*** dal sistema ottico. Se si sta cercando di fare della fotometria di stelle, si dovrebbe utilizzare solo la luce che è stata ripresa dal sistema ottico completo. La luce diffusa è la luce che raggiunge il CCD senza passare attraverso il sistema ottico completo. Per esempio, la luce può arrivare attraverso la parte anteriore del telescopio e rimbalzare sulla superficie interna del tubo di protezione che si trova nella maggior parte di sistemi cassegrain e colpire direttamente il CCD. Se si utilizza un *flat* che comprende anche la luce diffusa, allora questo ***non*** correggerà in modo appropriato le immagini delle stelle, dove tutta la luce delle stelle passa attraverso il sistema ottico.

Un modo per verificare l'esistenza di problemi di luce diffusa nei *flat* è di riprendere una stella luminosa vicina allo zenit in una notte limpida in varie posizioni sul CCD. Per ciascuna

immagine, si controlli la luminosità della stella su di un campo che è stato corretto sia per il *dark* che per il *bias*, ma non per il *flat*. Quindi si riprenda un *flat* e di nuovo si controlli la costanza della luminosità della stella lungo il sensore.

Per riprendere "belle immagini" qualsiasi *flat* va bene. Al contrario, per la fotometria, si deve essere molto attenti ad eliminare qualsiasi forma di luce diffusa. Non si deve presumere che, poiché l'immagine "appare bella", essa sia fotometricamente corretta.

Ulteriori letture.

1. Special consideration for Flat Fielding - F. R. Chromey, CCD Astronomy, autunno 1996.

Capitolo 13

13. Il trattamento delle immagini al computer

Trattare le immagini al computer è un generico modo di indicare l'utilizzo del computer per manipolare le immagini o effettuare misurazioni di qualcosa sull'immagine. I programmi commerciali di trattamento immagini (ad es. Photoshop), di solito vengono utilizzati unicamente per la parte visiva dell'immagine (ad es. eliminando il sordido Larry dalle foto di famiglia dopo quello che aveva fatto a tua sorella). I programmi scientifici di trattamento delle immagini sono maggiormente dedicati all'effettuare misurazioni *quantitative* di qualcosa sull'immagine. Ci sono parecchi programmi di trattamento immagine disponibili che sono fatti su misura per le immagini astronomiche. Questi vanno dai semplici programmi casalinghi per computer di fascia bassa a sistemi straordinariamente complessi per le macchine più veloci disponibili. Si utilizzerà un programma chiamato IRAF che sarà discusso nel prossimo capitolo.

Indipendentemente dal programma utilizzato, ci sono alcune idee e concetti di base sul trattamento delle immagini applicate al campo astronomico. Di seguito farò una breve introduzione ad alcune operazioni comuni di trattamento immagini. Si dovrà usare IRAF per fare queste operazioni.

13.1. Formato dell'immagine

La parola pixel può fare riferimento ad un'area di silicio su un CCD o ad una piccola parte di una immagine. Un CCD è un'insieme di pixel sistemati lungo righe e colonne, un'immagine prodotta dal CCD è una matrice di pixel sistemati in righe e colonne. Ciascun pixel nell'immagine è rappresentato da un numero che è relativo alla quantità di luce che è caduta su ciascun pixel del CCD. I pixel del CCD hanno una dimensione definita. L'area di cielo coperta da ciascun pixel ha essa stessa una grandezza angolare definita, data dalla dimensione (lineare) del pixel del CCD e la scala della lastra del telescopio. Un CCD tipico ha pixel quadrati di 24

micron (s = 2,4 E-5 m) di lato. Su un telescopio di 4 m e f/2,7, cioè lunghezza focale di 10,8 m, ciascun pixel sottende un angolo di Θ = s/f o 2,22E-6 radianti, che corrispondono a circa 0,46 arco secondi.

Un'immagine CCD può essere immaginata come una matrice bidimensionale. Un singolo pixel è identificato da un valore x e un valore y dall'origine. Invece che a x e y, spesso si fa riferimento a righe e colonne. L'origine è (di solito) nell'angolo in basso a sinistra. Le righe corrono parallele alla base, e le colonne sono perpendicolari alle righe. Usando la notazione x,y, una riga è rappresentata da tutti i pixel aventi lo stesso valore y, analogamente una colonna è rappresentata da tutti i pixel aventi lo stesso valore x.

La luminosità di ciascun pixel è rappresentata come un numero. La dimensione del file in cui è immagazzinata l'immagine dipende dal tipo di numeri usati per rappresentare l'immagine stessa. Un'immagine grezza, cioè l'immagine come viene letta dal CCD, spesso è immagazzinata in un formato numerico intero. Tali immagini sono spesso immagazzinate come numeri interi a 2 byte (16 bit). Quindi, il valore che può assumere ciascun pixel è uno dei 2^{16} = 65536 diversi valori possibili. (Questa limitazione non è un problema a questo punto, perché l'uscita del CCD è in forma intera.)

Comunque, quando si procede nei vari passi di elaborazione di un'immagine, come ad esempio la correzione di flat field, si trova che rappresentare il valore dei pixel con numeri interi non è una buona idea. Ciò perché l'aritmetica degli interi tronca i numeri – ad es. se si divide 27 per 7 la risposta (intera) è 3, non 3,857 … o addirittura 4, che è la risposta arrotondata. Cosicché uno dei primi passi nella riduzione delle immagini è quello di convertire i numeri interi in numeri reali. I numeri reali sono di solito immagazzinati in 4 bytes sulla maggior parte dei computer.

In tal modo, un'immagine intera da un CCD 1024 x 1024 richiederà 1024x1024x2=2.097.152 bytes (o 2MB) di spazio su disco. La stessa immagine in formato reale occuperà uno spazio due volte maggiore (4 MB). Una nottata osservativa può produrre centinaia di immagini – ecco perché gli astronomi sono sempre alla ricerca di unità disco e nastro più veloci e capienti!

I files delle immagini di solito contengono alcune informazioni sulla testata (header), come ad esempio la data di ripresa, ma lo spazio utilizzato da tali informazioni è di solito minimo se paragonato a quello richiesto dai dati provenienti dai pixel.

13.2. Formato immagine – FITS

Esistono parecchi programmi di elaborazione di immagini che vengono usati dagli astronomi su parecchi tipi di computer che immagazzinano le immagini in maniere diverse tra loro. Per consentire un facile trasferimento delle immagini tra un computer e l'altro, gli astronomi hanno sviluppato un formato di ***scambio*** chiamato *Flexible Image Trasport System* (***FITS***). Ogni programma di elaborazione immagini ha una funzione che legge e scrive immagini FITS e le converte nel proprio formato interno. In tal modo si vuole inviare un'immagine a qualcuno, non è necessario sapere né quale computer, né quale programma usa – basta inviare un file FITS e la persona dall'altra parte leggerà il file FITS convertendolo nel formato interno del proprio computer e programma.

13.3. Aritmetica e composizione di base delle immagini

E' possibile combinare due immagini in un'unica immagine usando operazioni aritmetiche di base. Il caso tipico è quello che sia l'immagine d'origine che quella risultante abbiano la stessa dimensione in pixel. Per sommare (oppure sottrarre, dividere, moltiplicare) due immagini, semplicemente si sommano (oppure sottraggono, dividono, moltiplicano) i valori di ciascun pixel. E' possibile inoltre fare tali operazioni sostituendo una costante all'immagine – ad es. si può creare una nuova immagine dividendo ciascun pixel di una immagine per un numero.

Un importante processo è quello di ***mediare*** due o più immagini in un'unica immagine. Se si esegue una media non pesata di n immagini, l'immagine risultante è semplicemente la somma dei valori di quel pixel divisi per n. Qualche volta è necessario pesare le immagini in modo diverso. Ad esempio si abbaino due immagini di un oggetto, una delle quali ha un rumore maggiore dell'altra. Una media non pesata darà ugual peso ad entrambe le immagini. L'immagine avente S/N inferiore aggiungerebbe anche informazioni utili, ma ovviamente non tante quante quelle dell'immagine con S/N più elevato. Per fare una combinazione ottimale si vorrebbe far pesare di più l'immagine con S/N più elevato che quella con S/N inferiore. IRAF consente di eseguire parecchi schemi di peso diversi tra loro – nell'esempio di cui sopra si potrebbero pesare le immagini per l'inverso del rumore di ciascuna immagine in modo tale che venga dato maggior peso all'immagine con S/N più elevato.

Un altro utile metodo di combinare le immagini è di la ***combinazione mediana***. Per trovare la mediana di un gruppo di numeri, si ordinano e si prende il valore di mezzo. Per fare la mediana di tre immagini, si guarda ai valori dei pixel delle tre immagini su ciascun pixel, si

trova il valore di mezzo e lo si pone nell'immagine risultante. La mediana è particolarmente utile per eliminare picchi di rumore come i raggi cosmici.

13.4. Appianare le immagini

Alcune volte è necessario appianare le immagini: ciò aiuta a ridurre il rumore nell'immagine, ma a discapito della risoluzione spaziale. Un appianamento a boxcar (letteralmente "carro merci") sostituisce il valore di ciascun pixel con la media di una regione rettangolare attorno al pixel stesso. Il numero di pixel dell'immagine risultante è uguale a quello dell'immagine originale. Un'operazione in qualche modo correlata è la media di blocco. In tale caso si crea una nuova immagine mediando i pixel che sono in un blocco nell'immagine originale. Questa operazione cambia la dimensione (in pixel) dell'immagine. Ad esempio se si parte da immagine che ha 1024 x 1024 pixel e facciamo una media di blocco utilizzando un blocco di 4 x 4 pixel, l'immagine risultante avrà 256 x 256 pixel.

Un altro modo per appianare le immagini è l'appianamento mediano. In tale caso ciascun pixel è sostituito dalla mediana dei valori dei pixel in una regione rettangolare dell'immagine originale. L'appianamento mediano è diverso dalla mediana, di cui sopra, in quanto si può applicare ad una singola immagine e l'altra a tre o più immagini. Le operazioni di mediana sono utili quando si vogliano eliminare segnali indesiderati – ad es. raggi cosmici, stelle in un flat preso al crepuscolo. In ogni caso è bene prestare attenzione a non eliminare o modificare il segnale che si vuole misurare!

13.5. Ribaltamento e trasposizione delle immagini

Ribaltare le immagini è cambiare l'ordine dei pixel. Ad es. per ribaltare un'immagine da sinistra a destra si sostituisce semplicemente il primo pixel di ciascuna riga con l'ultimo, il secondo con il penultimo, e così via.

Trasporre un'immagine è come trasporre una matrice. Si scambiano le righe con le colonne.

13.6. Spostamento e rotazione delle immagini

Il ribaltamento o la trasposizione di un immagine ha come risultato l'immagine stessa, solo vista da un sistema di coordinate diverso. Ci sono anche operazioni il cui risultato è un'immagine diversa ottenuta per spostamento o rotazione. Per ciascuna di queste operazioni bisogna prestare attenzione agli effetti di bordo. Non si sa che cosa ci sia oltre il bordo dell'immagine.

Spesso è necessario spostare le immagini. Un esempio comune è quando si debbano combinare parecchie immagini dello stesso campo che sono leggermente disassate, ad es. a causa della derive del moto del telescopio. Se le immagini non sono sotto campionate è possibile fare spostamenti di una frazione di pixel. Ci sono diverse tecniche matematiche per fare ciò. Una che funziona bene è chiamata spline bicubica, che può essere pensata come una "curva Francese numerica". A meno che una immagine non sia grossolanamente sovra campionata (pixel con dimensione angolare molto piccola) un algoritmo di spostamento lineare o bi lineare non funziona bene poiché non riporta correttamente massimi locali (ad es. il massimo delle stelle).

E' possibile ruotare le immagini di angoli arbitrari attorno a centri ugualmente arbitrari. E' possibile utilizzare uno dei numerosi schemi di interpolazione di immagini, come lo spline bicubico.

13.7. Sezioni di immagini

Spesso si desidera considerare solo una parte di un'immagine. IRAF ha un modo molto semplice per fare ciò. Si voglia un'immagine che consista delle prime 700 righe e colonne di un'immagine di origine 800 x 800 pixel. Si può ottenere la nuova immagine digitando il seguente comando:

imcopy big[1:700,1:700] small

Ciò che è all'interno delle parentesi quadre è chiamato sezione dell'immagine.

13.8. Mosaico

Un altro modo per combinare immagini è quello di riunire parecchie immagini piccole in una immagine più grande che copre un campo maggiore. Se le immagini fossero di parti di cielo esattamente adiacenti, senza sovrapposizioni o "buchi", si potrebbe pensare di metterle insieme come i pezzi di un puzzle. In realtà riprendere immagini così precise è estremamente difficile, cosicché di solito quando si vuole riprendere una parte di cielo più grande del campo del telescopio, si riprendono un certo numero di immagini con una buona sovrapposizione. Un programma che faccia mosaici può aiutare ad allineare le immagini (trovando le stelle comuni nelle zone di sovrapposizione delle immagini) e fare tutti i necessari aggiustamenti e combinazioni.

Capitolo 14

14. IRAF e LINUX

IRAF (Interactive Reduction and Analysis Facility) è un insieme di programmi per computer che viene utilizzato dagli astronomi in tutto il mondo per trattare vari tipi di dati astronomici. IRAF non è il solo programma di quel tipo, ma è quello maggiormente utilizzato negli US. IRAF è disponibile gratuitamente ed è ragionevolmente ben supportato. (Si veda http://iraf.noao.edu). La parte centrale (*core*) di IRAF è stato sviluppato negli ultimi dieci anni da un gruppo di circa mezza dozzina di astronomi / Programmatori all'Osservatorio Nazionale del Kitt Peak a Tucson (Arizona). Gli astronomi di altre istituzioni, in particolare lo Space Telescope Science Institute, il quartier generale del Telescopio Spaziale Hubble a Baltimora (Maryland), hanno scritto grandi programmi che trattano i loro particolari dati, ma lavorano con il *core* di IRAF. Il gruppo di programmi di HST si chiama STSDAS (Space Telescope Science Data Analysis System). (Informazioni su STSDAS possono essere reperite al sito http://ra.stsci.edu/STSDAS.html).

Come si può immaginare IRAF è un sistema complesso e potente. Paragonato a molti software commerciali IRAF ***non*** è particolarmente amichevole. (Ho sentito gente dire che IRAF "abusa" dell'utilizzatore, ma penso che ciò sia ***assolutamente*** esagerato!) Prendere familiarità con tutte le capacità di IRAF e sistemi collegati potrebbe essere un progetto poliennale! Comunque, ciò non dovrebbe farvi rinunciare all'usare IRAF. Affronteremo tanti piccoli progetti con IRAF che vi daranno un'idea di esso.

Versioni di IRAF sono disponibili (tutte scaricabili gratuitamente attraverso il Web) per un certo numero di sistemi operativi diversi. IRAF fu sviluppato sul sistema operativo UNIX su workstation SUN. Oggi molti astronomi fanno girare IRAF su un PC (con CPU Intel o compatibili) utilizzando il sistema operativo LINUX. Un PC con LINUX e IRAF fornisce un potente sistema di riduzione dati ad un costo relativamente modesto. A questo punto sono necessarie alcune parole su LINUX. Il sistema operativo LINUX è stato sviluppato (ed è

ancora in attivo sviluppo) da un grande numero di programmatori in tutto il mondo che donano il loro tempo e sforzi, collaborando su internet. E' possibile scaricare il sistema LINUX da internet completamente gratuitamente, o pagare a uno qualsiasi dei rivenditori una piccola parcella e ricevere un set di CD-Rom ben impacchettati contenenti LINUX. (Ci sono un gran numero di siti collegati a LINUX sul Web, www.linushq.com è uno dei punti di partenza). Oggi LINUX si può acquistare in qualunque negozio di computer.

E' possibile avere sia LINUX che Windows 95/98 sul disco del proprio computer contemporaneamente e decidere con quale SO operare quando si accende la propria macchina.

14.1. Struttura di base di IRAF

IRAF è diviso in un certo numero di **pacchetti**, ciascuno contenente un certo numero di **compiti**. Ecco la lista dei pacchetti di un'installazione tipica di IRAF, con una riga di descrizione di ciò che il pacchetto fa:

```
          dataio -  Pacchetto di conversione dei formati dati (RFITS, ecc.)
            dbms -  Pacchetto per la gestione dei dati (non ancora)
          images -  Pacchetto di trattamento generico dell'immagine
        language -  Il linguaggio di comando
           lists -  Lista dei processi
           local -  Pacchetto di modello locale
        obsolete -  Funzioni obsolete
            noao -  Pacchetto di astronomia ottica del NOAO
            plot -  Pacchetto per flottaggio
           proto -  Prototipo
        softools -  Pacchetto di strumenti software
          system -  Pacchetto di utilità di sistema
       utilities -  Pacchetto di utilità varie
```

Per trattare le immagini, che è quello che vogliamo fare con IRAF, il pacchetto ***images*** è il più importante. Il pacchetto images è a sua volta composto di più sotto pacchetti. Nel sotto pacchetto *imutil* ci sono le seguenti funzioni (sono di seguito elencate solo per dare un'idea di quelle che sono le singole funzioni di IRAF):

```
      images.imutil:
   chpixtype -  Cambiare il tipo di pixel di un gruppo di immagini
       hedit -  Editore dell'intestazione
     hselect -  Selezionare un sottoinsieme di immagini che soddisfano
                un'espressione
     imarith -  Aritmetica di immagine semplice
      imcopy -  Copiare un'immagine
    imdelete -  Cancellare un gruppo di immagini
    imdivide -  Divisione di immagini con verifica dello zero e ritaratura
      imexpr -  Valutazione di un'espressione generale di immagine
  imfunction -  Applicare una funzione a singolo argomento ad un gruppo di
                immagini
      imgets -  Ritorna i parametri dell'intestazione di un'immagine come
                stringa di caratteri
    imheader -  Stampa l'intestazione di un'immagine
```

```
 imhistogram -  Calcola e disegna o stampa l'istogramma di un'immagine
      imjoin -  Unisce le immagini lungo una data dimensione
    imrename -  Rinomina una o più immagini
   imreplace -  Sostituisce un insieme di valori di pixel con una costante
     imslice -  Divide le immagini in immagini di dimensione inferiore
     imstack -  Sovrappone le immagini in una singola immagine di
                dimensione maggiore
       imsum -  Calcola la somma, la media o mediana di un insieme di
                immagini
      imtile -  Compone immagini 2D delle stesse dimensioni in un mosaico
                2D
imstatistics -  Calcola e stampa le statistiche di un gruppo di immagini
  listpixels -  Converte una sezione di un'immagine in una lista di pixel
     minimax -  Calcola il minimo e il massimo di un'immagine
    sections -  Espande un'immagine sull'output standard
```

In IRAF ci sono anche altri modi diversi di ottenere lo stesso risultato. Questo fatto è sorgente di confusione per il principiante. Per esempio, si vogliano sommare tra loro due immagini delle stesse dimensioni. Sommare immagini significa proprio sommare insieme il valore dei dati di ciascun pixel delle due immagini, si ottiene una terza immagine delle stesse dimensioni delle immagini iniziali. Un modo per farlo è usare la funzione di IRAF *imarith*:

cl> imarith pic1 + pic2 picsum

Questo comando somma le immagini pic1 e pic2 e mette il risultato in una nuova immagine chiamata picsum.

Tutte le funzioni hanno una varietà di cose che devono essere specificate perché la funzione faccia quel che deve. Queste cose sono chiamate ***parametri***. Nell'esempio di cui sopra, pic1 è il valore del parametro *operand1*, il + è il valore del parametro *operation*, pic2 il parametro *operand2* e picsum il valore del risultato.

Ciascuna funzione ha i suoi propri parametri, chiamati anche ***insieme dei parametri***, o *pset*. Per vedere quali parametri sono associati con una data funzione è possibile usare *lpar* (per elenca parametri): ad es.

cl> lpar imarith

darà:

```
   operand1 =  "pic1"          Immagine o costante numerica
         op =  "Operatore"     +
   operand2 =  "pic2"          Immagine o costante numerica
     result =  "picsum"        Immagine risultante
     (title =  "")             Nome dell'immagine risultante
   (divzero =  0.)             Valore di sostituzione nel caso si divida
                               per zero
   (hparams =  "")             Elenco dei parametri dell'intestazione
   (pixtype =  "")             Tipo di pixel dell'immagine risultante
  (calctype =  "")             Tipo di dati di calcolo
   (verbose =  yes)            Stampa le operazioni?
     (noact =  no)             Stampa le operazioni senza eseguirle?
      (mode =  "ql")
```

Si noti che alcuni parametri sono tra parentesi mentre altri no. Quelli tra parentesi sono chiamati ***parametri nascosti***. I parametri nascosti sono quelli che tendono a rimanere gli stessi, mentre i parametri non – nascosti cambiano ogni volta che si usa quella funzione.

Ci sono parecchi modi per inserire i parametri. Nell'esempio di cui sopra i parametri sono inseriti dalla linea di comando. Si può semplicemente digitare:

cl> imarith

La funzione domanderà quindi i parametri non – nascosti, ma non chiederà quelli nascosti. Come è possibile quindi modificare i parametri nascosti? Il modo più semplice è di elencarli dalla linea di comando:

cl> imarith pic1 + pic2 picsum verbose=yes

cambia il parametro nascosto verbose a yes in questo uso particolare della funzione. Si possono cambiare i parametri nascosti anche usando il comando *epar* (edit parameters).

cl> epar imarith

elencherà i parametri e permetterà di modificarli in modo semplice. Quando si modifica un parametro nascosto con *epar*, il suo valore rimarrà invariato finché non verrà modificato nuovamente.

Per vedere le immagini CCD, è necessario utilizzare un programma di visualizzazione. Il più comunemente usato in IRAF è *Ximtool*. Ximtool visualizza le immagini e permette di interagire con esse, modificando il contrasto ed evidenziando le zone di interesse con il mouse o altri sistemi di puntamento. La visualizzazione delle immagini è trattata brevemente nel prossimo capitolo.

Ulteriori letture

1. LINUX, Sky and Telescope, Feb. 1998

Un'estesa documentazione su IRAF è disponibile in linea. (iraf.noao.edu).

Capitolo 15

15. Visualizzazione delle immagini

Per vedere le immagini CCD è necessario avere un computer e un programma di ***visualizzazione delle immagini***. Poiché la dinamica di un'immagine CCD è molto ampia, si deve capire ***esattamente*** come l'immagine viene visualizzata per fare il miglior uso visivo delle informazioni contenute nell'immagine. Ciò che ci serve per capire cosa stiamo guardando sul monitor del computer sono l'***istogramma*** e la ***finestratura*** dell'immagine.

15.1. Istogramma

Un modo utile di guardare alle proprietà dell'immagine è l'***istogramma*** dell'immagine. Un istogramma di immagine è un grafico del numero di pixel (o il logaritmo del numero) con una data intensità (o il numero di pixel in una piccola serie di valori di intensità) rappresentato (sull'asse delle y) rispetto al valore dell'intensità (asse x). Immagini astronomiche tipiche hanno una forma di istogramma molto caratteristica. Si pensi ad una tipica immagine del cielo notturno. La maggior parte dei pixel hanno valori di intensità prossimi al livello del fondo cielo. I pixel che formano le immagini di stelle hanno valori maggiori del fondo cielo. Eccetto i pixel difettosi, non dovrebbero esserci pixel molto al di sotto dell'intensità del livello di fondo cielo. Quindi, una tipica immagine astronomica ha un istogramma con un picco molto accentuato in prossimità della media del livello di fondo cielo, inoltre l'istogramma non è simmetrico rispetto ad esso, ma piuttosto è spostato verso

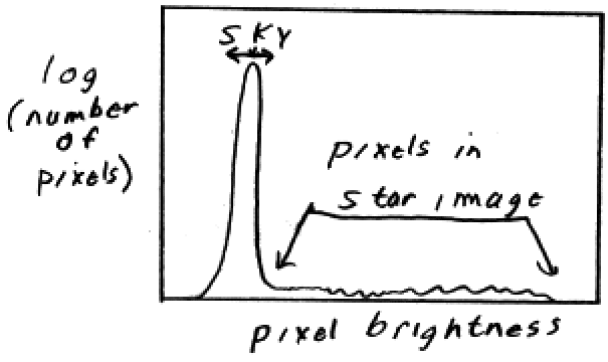


Figura 15.1. Istogramma di un campo stellare sparso. Poiché le immagini stellari coprono una grande gamma di intensità di pixel, ma una piccola parte dell'area dell'immagine, i pixel delle stelle sono pochi di numero ma spaziano in una vasta gamma di luminosità.

intensità maggiori dovute agli oggetti luminosi che il CCD rileva. Se non ci fosse il rumore, tutti i pixel veri del cielo (cioè i pixel che non contengono luce proveniente da oggetti luminosi) dovrebbero avere la stessa intensità. A causa del rumore dei fotoni (ed altre sorgenti di rumore) i valori dei pixel del cielo non sono identici., anche se il cielo reale ha luminosità uniforme. Lo ***larghezza*** dell'istogramma dei pixel del cielo è quindi relativa al rumore nei pixel del cielo. La Figura 15.1 mostra un istogramma tipico di un campo stellare sparso. La Figura 15.2 mostra un istogramma di un'immagine che ha una galassia brillante che copre una gran parte del campo inquadrato. Si noti la differenza di forma di questi due istogrammi. Nel campo stellare, le stelle coprono solo una piccola parte dei pixel, in tal modo il segnale delle stelle è contenuto in un piccolo numero di pixel sparsi lungo l'asse x (luminosità dei pixel). L'immagine della galassia contiene un gran numero di pixel con intensità che varia dal fondo cielo fino a quella del nucleo della galassia.

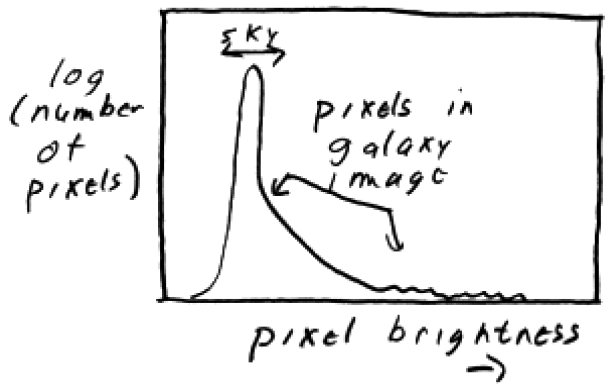


Figura 15.2. Istogramma di un campo occupato in gran parte dall'immagine di una galassia. I pixel della galassia coprono una gamma di intensità più piccola che quella delle immagini di stelle, ma un'area più grande del sensore. Molti pixel nelle parti esterne della galassia sono solo poco sopra il fondo del cielo, in tale modo i pixel della galassia si mescolano con i pixel del cielo nell'istogramma.

15.2. Finestratura

Con il concetto di istogramma di immagine in mente, è possibile andare verso il concetto di ***finestratura*** nella visualizzazione delle immagini. Molti programmi di visualizzazione delle immagini possono visualizzare solo un numero limitato di livelli di luminosità in scala di grigi (o di colori diversi). Per esempio, *Ximtool* nella sua usuale configurazione, è predisposto per visualizzare solo 200 diversi livelli di grigio o colori. (Altri programmi possono visualizzare molti più colori diversi. Questo è particolarmente importante nella visualizzazione delle fotografie a colori, ma è meno importante per le immagini astronomiche prese in un singolo filtro.) Ciò presenta un problema nel visualizzare le immagini in quanto: una tipica immagine CCD è "profonda" 14 o 16 bit – cioè l'intensità che ciascun pixel può raggiungere è uno qualsiasi di 2^{14} = 16384 o 2^{16} = 65536 valori possibili. (Questo è vero solo per le immagini grezze. Quando trattiamo un'immagine, per prima cosa la cambiamo in numeri reali. Ciò rende il numero di possibili livelli di intensità un numero enorme, definito, almeno

teoricamente dalla precisione con cui il computer registra i numeri reali.) Lo schermo può solo mostrare un numero di livelli di grigio corrispondente ad una piccola frazione dei possibili livelli di intensità registrati dal CCD.

Quindi come si fa a rappresentare migliaia se non miliardi di diversi possibili valori di intensità in 200 livelli di luminosità sullo schermo? Ci sono diversi sistemi per farlo.

Un modo è quello di prendere tutta la scala di valori dal pixel più luminoso a quello più debole nell'immagine e dividerla in 200 parti uguali ed associare i valori delle intensità in ciascuna parte con la corrispondente luminosità dello schermo. Per esempio, il pixel meno luminoso in un'immagine abbia un valore di 500 conteggi, e il più luminoso un valore di 16500. Se si divide la differenza (16000) per 200, si ottiene una parte larga 80. I pixel con un'intensità tra 500 e 579 saranno tutti visualizzati come il primo gradino della scala di grigi, i pixel tra 580 e 659 come il secondo livello, ecc. Ciò permette di vedere l'intero campo di luminosità dell'immagine. Comunque, ci si rende subito conto di un problema ***molto*** grosso con tale schema. Si prenda il caso che il cielo abbia un valore attorno ai 600 conteggi/pixel. I pixel di una stella molto debole può essere solo pochi conteggi sopra il fondo cielo. Si prenda una stella con 30 conteggi sopra il fondo come picco, in tale modo l'intensità di pixel di picco sarà 630. Con una larghezza di 80, i pixel della stella e il cielo nel suo intorno saranno rappresentati con lo *stesso* livello di luminosità sullo schermo e di conseguenza la stella ***non*** sarà visibile!

Per affrontare questo problema adeguatamente si deve fare in modo che la larghezza sia minore. Poniamo la larghezza uguale ad 1, in tale modo ciascun livello d'intensità diverso nell'immagine (intera) avrebbe il suo proprio livello di luminosità sullo schermo. Comunque, se si fa così, si possono scegliere solo 200 livelli da visualizzare su 16000 diversi possibili. Si deve scegliere il campo di valori, che si chiamerà la ***finestra*** dei livelli, tra quelli possibili, da visualizzare. Nell'esempio di cui sopra, con un fondo cielo attorno a 600, la logica sarebbe quella di impostare la finestra di visualizzazione da poco sotto il cielo medio (550) a quel valore più 200 (o 750). Con tale scelta di finestra, la stella e ciò che la circonda si mostra come luminosità o colori diversi sullo schermo e si può quindi vedere la stella! Ovviamente si abbandona qualcosa. Che cosa succede ai pixel con intensità sopra 750? Saranno ***tutti*** rappresentati al livello corrispondente a 750, il più luminoso livello sullo schermo. Quindi, si guadagnano dettagli nella zona dell'immagine di minore intensità, ma si perdono tutti i dettagli nelle zone dell'immagine di intensità più alta (cioè nelle immagini delle stelle più luminose).

La scelta della finestra (larghezza e centro) dipende da ciò che si vuole vedere dell'immagine. Se si vogliono vedere oggetti deboli prossimi al fondo cielo, è necessario fare una finestra

stretta centrata in prossimità del livello del fondo. Se invece si vogliono vedere le forme del centro delle immagini stellari, per verificare ad esempio la qualità della forma dell'immagine, è necessario definire una finestra molto larga, in modo che il campo di valori visualizzato possa gestire opportunamente il grande campo dinamico di un'immagine stellare.

Come tratta Ximtool la finestratura? Come ogni buon programma di visualizzazione, permette un'ampia varietà di modi di associare i livelli di intensità in un'immagine con i livelli di luminosità sullo schermo. Il modo operativo standard è il seguente: quando si vuole visualizzare un'immagine, Ximtool fa un veloce istogramma (usando solo parte dell'immagine per velocizzare il processo) per trovare il livello medio del fondo cielo e fare una stima del rumore del cielo dalla larghezza di questo istogramma. Ximtool definisce la finestra da (cielo – rumore del cielo) a (cielo + 2 x rumore del cielo), con una larghezza di (3xrumore del cielo)/200. Questa scelta dà una buona visione di ciò che accade vicino al livello del fondo cielo. Poiché di solito ci si interessa degli oggetti deboli, non molto al di sopra del fondo cielo, questa di solito è una buona scelta. Se invece ci si interessa di zone ad intensità maggiore, si può superare il default proposto da Ximtool e specificare i valori minimi e massimi dell'immagine che saranno rappresentati nei 200 diversi livelli di luminosità sullo schermo.

Per aiutarsi a rappresentare zone con piccole variazioni di intensità, si fa uso di ***pseudocolori***. Invece di eseguire la mappatura dei livelli di intensità in luminosità diverse di luce bianca, si utilizzano colori diversi. In un'immagine a pseudocolori, il colore ***non ha nulla*** a che vedere con l'effettivo colore dell'oggetto!

Ximtool, come molti programmi di visualizzazione d'immagini, visualizza la relazione tra l'intensità nell'immagine originale e i colori o il grigio sullo schermo con una scala di colore. Questa scala è posta lungo il bordo o il lato dell'immagine e mostra ad una estremità la tonalità di grigio corrispondente ad un estremo dell'intensità della finestra di visualizzazione, e all'altra la tonalità di grigio per l'altra estremità della finestra.

Nessuna delle varie manipolazioni di visualizzazione modificherà il file reale contenente l'immagine. Molti programmi di visualizzazione fanno una copia dell'immagine originale che quindi non viene toccata e manipolata dal programma di visualizzazione.

Capitolo 16

16. Una panoramica su come si fa fotometria

OK – ora hai il tuo nuovo telescopio, la CCD e finalmente hai caricato Linux e IRAF sul tuo nuovo computer ed il cielo è fotometrico. Vuoi misurare la magnitudine ed il colore di alcuni oggetti diciamo di una quasar appena scoperta. Come si deve fare la Misura?

Di seguito è riportata una visione d'insieme dell'intero processo. La maggior parte del resto del libro è dedicata alla trattazione dei singoli punti.

0. Osservare il quasar e le stelle standard nel campo. Si devono osservare uno o più campi stellari standard contenenti stelle di vari colori per permettere la determinazione delle equazioni di trasformazione del colore. Si devono osservare i campi stellari standard a differenti angoli d'altezza sull'orizzonte (differenti masse d'aria) per rendere possibile la determinazione dei coefficienti di estinzione.

1. Ridurre i Frames CCD; ciò significa, se necessario, trattare i frames con Bias, Flat Field, e Dark Current.

2. Misurare i conteggi (counts) relativi al quasar ed alle stelle standard. Per la misura di oggetti deboli, per ottenere il maggior rapporto S/N spesso usiamo una tecnica chiamata "***correzione d'apertura*"**, che verrà discussa in dettaglio più avanti. Convertire i valori di "counts" in magnitudini strumentali. Queste magnitudini strumentali non sono la risposta che vogliamo ma sono valori relativi ***al nostro telescopio ed alla nostra strumentazione.***

3. L'atmosfera terrestre inevitabilmente assorbe parte della luce visibile proveniente da tutti gli oggetti celesti. La quantità della luce assorbita dipende dalle condizioni atmosferiche, dalla banda dei filtri usati, e dalla zona in cielo dove osserviamo gli oggetti. Dopo aver determinato la quantità della luce assorbita, usando più osservazioni di stelle standard a differenti valori di masse d'aria, possiamo correggere

la nostra magnitudine strumentale riportandola a quello che avremmo osservato fuori dell'atmosfera (a "zero masse d'aria")

4. Le magnitudini strumentali corrette per l'estinzione in atmosfera, sono ancora peculiari del nostro telescopio e del nostro rivelatore. Per convertire i nostri numeri ad un sistema standard in modo da poter comparare i nostri valori con quelli di altri astronomi sparsi nel mondo, dobbiamo derivare le ***equazioni di trasformazione*** che mettono in relazione i nostri valori, misurati con la nostra strumentazione, al sistema standard internazionale. Le equazioni di trasformazione sono derivate da osservazioni di stelle standard con magnitudine e colore ben noti.

5. Dobbiamo capire quali sono le sorgenti di incertezza nelle nostre misure ed effettuare accurate misure di queste incertezze. Individuare le sorgenti errore può aiutarci a modificare le nostre osservazioni e le tecniche di riduzione ed analisi per ottenere valori più accurati.

Capitolo 17

17. Misura della magnitudine strumentale

Si può pensare che l'immagine CCD sia semplicemente un insieme bidimensionale di numeri, un numero per ogni pixel nell'immagine. Dopo la riduzione iniziale (sottrazione del Bias e del Dark e divisione per un immagine flat field) il numero associato ad ogni pixel è in relazione lineare con il numero di fotoni che sono caduti sul pixel. Il fatto che l'immagine CCD è in un formato digitale permette l'immediata l'analisi al computer a differenza di un immagine su lastra fotografica. (NOTA: In realtà le CCD non sono lineari per tutti i livelli di "counts rate". Se abbiamo troppi conteggi in un pixel ,la relazione tra fotoni e conteggi diviene non lineare. Con l'aumentare dei fotoni per pixel la CCD potrà saturare; ciò significa che ulteriori fotoni non daranno più conteggi. Per superare questi problemi dovremmo rettificare il nostro tempo di esposizione così che gli oggetti di nostro interesse non producano "count rate" sopra i limiti di linearità della CCD che stiamo usando).

Come dobbiamo fare per misurare il numero di conteggi (*counts*) relativi ad un oggetto celeste, diciamo una stella, sulla nostra immagine CCD? Ci sono molte difficoltà che devono essere capite e trattate:

1. il seeing atmosferico fa sì che l'immagine della stella occupi un certo numero di pixel e che la forma dell'immagine della stella vari con il tempo (da un immagine ad un'altra).
2. I pixel che contengono i conteggi dalla stella contengono anche conteggi dovuti alla luce del cielo diffusa (skyglow). Il segnale proveniente dal cielo deve essere accuratamente misurato e sottratto dai pixel contenenti il segnale stella + cielo.
3. Per molte ragioni le immagini stellari si sovrappongono (es. misure di stelle in ammassi globulari) e si deve trovare un modo per separare i contributi dovuti ai singoli oggetti. Questo problema è chiamato "contaminazione"

17.1. Point Spread Function (PSF) e dimensione delle immagini stellari

Per semplicità assumiamo di avere una immagine CCD di una stella isolata , così che non dobbiamo preoccuparci della contaminazione. Un concetto fondamentale che dobbiamo analizzare è quello della ***Point Spread Function*** (***PSF***). La funzione PSF rappresenta la forma di una immagine CCD di una sorgente di luce puntiforme (non risolta). (In realtà le stelle non sono precisamente punti di luce; hanno una dimensione angolare finita. Comunque, eccetto che per una o due stelle particolarmente vicine e particolarmente grandi, le dimensioni angolari di ogni stella in cielo è molto più piccola del limite di diffrazione dei nostri telescopi ottici così che possiamo trattare le stelle come punti non risolti.)

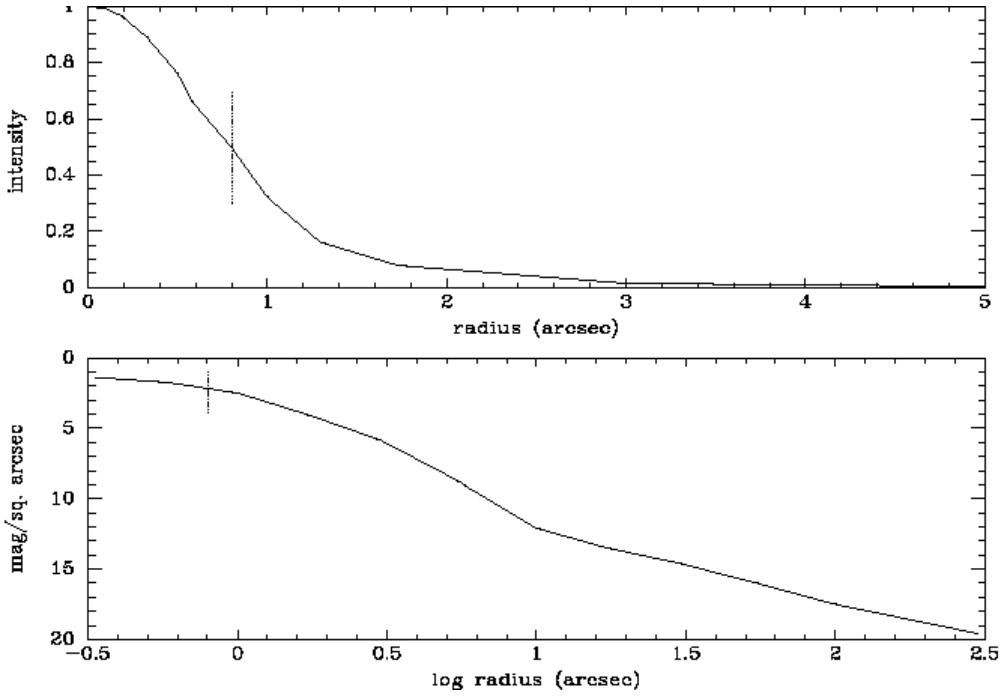


Figura 17.1. Tipica funzione "Point Spread Function" (PSF) . Questa particolare PSF appartiene ad una stella vista attraverso un seeing pari a 1,6 arcsec FWHM (King PASP 83,199, 1971). Riquadro in alto: Intensità radiale della luce (normalizzata al centro =1,0) della PSF sopra descritta. Su questo grafico il valore HWHM , il raggio al quale la PSF scende a metà del valore centrale di picco, è indicata tramite una linea tratteggiata verticale. Riquadro in basso: E' riportato nel grafico l'andamento della brillanza superficiale (mag/ arcsec^2) (essenzialmente il logaritmo dell'intensità) rispetto al logaritmo del raggio dal centro dell'immagine. La HWHM è nuovamente indicata da una linea tratteggiata verticale. Notare che il riquadro in basso mostra la PSF sino ad un grande valore del raggio (oltre i 300 arcsec) rispetto a quello mostrato nel riquadro superiore (5 arcsec). L'asse y logaritmico permette di vedere le regioni molto deboli della PSF sino ad un grande raggio invisibile nel riquadro superiore in cui l'asse y è lineare. Notare che la PSF decade semplicemente – non c'è confine altre il quale la PSF raggiunge il valore zero.

Per tutti i telescopi da ricerca, il fattore più importante che determina la PSF è il degrado causato dal passaggio della luce attraverso la turbolenza dell'atmosfera terrestre. Questo "degradamento" è chiamato seeing. (In pratica problemi come cattivo fuoco ed errori di inseguimento possono contribuire al degrado della PSF, ma questi errori possono essere minimizzati con buone tecniche di osservazione.)

A cosa assomiglia la PSF? Supponendo una buona ottica, accurati messa a fuoco ed inseguimento, la PSF dovrebbe avere simmetria circolare. Assumendo una simmetria circolare, la PSF di una immagine stellare può essere rappresentata in un diagramma come il flusso rispetto al raggio (figura 17.1).

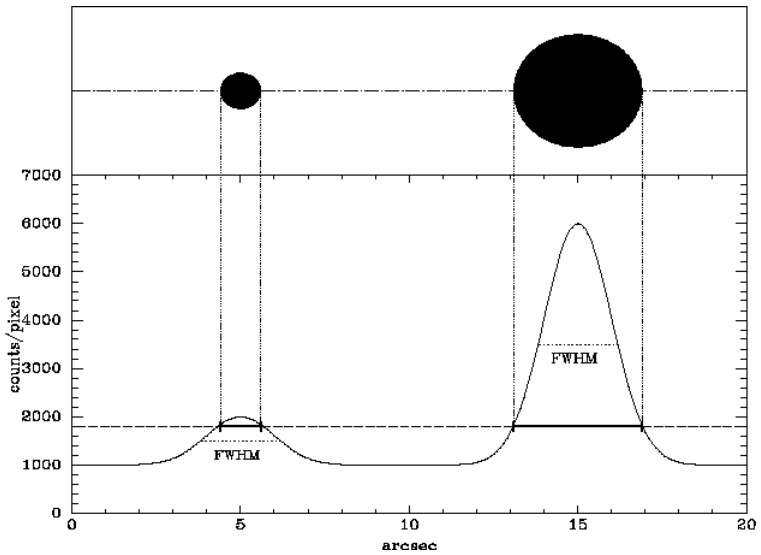


Figura 17.2. Perché le stelle brillanti appaiono più grandi di quelle deboli anche se hanno la stessa forma e dimensione dell'immagine? Riquadro in alto: Una immagine schematica di una stella brillante rispetto ad una debole (la stella brillante ha un flusso pari a 5 volte la più debole) la stella più brillante sembra più grande di quella debole. Questa immagine rappresenta tutti i pixel con valore inferiore a 1800 come "bianco" e tutti quelli con valore superiore a 1800 come "nero". (Ignoriamo la leggera ellitticità delle stelle). Riquadro in basso: Profilo della brillantezza lungo la linea tratteggiata che attraversa i centri delle due stelle. La forma delle due stelle è esattamente la stessa, la stella brillante ha semplicemente 5 volte l'intensità luminosa sopra il fondo cielo per ogni punto rispetto la stella debole. La brillanza lungo la linea tratteggiata al livello costante di 1800 counteggi/pixel attraverso l'immagine mostra che, mentre le stelle brillante e debole hanno la stessa forma (stessa PSF) la stella più luminosa sembra più grande per ogni livello di grigio sull'immagine. Le linee punteggiate sui profili stellari indicano la FWHM per ogni stella (qui la FWHM è circa 2,3 arcsec). La linea continua che interseca i profili al valore counteggi/pixel=1800 dà le dimensioni della stella sull'immagine nel riquadro superiore. Notare: in una immagine CCD ed in un grafico reali dovremmo essere in grado di vedere i singoli pixel così che il bordo dell'immagine CCD della stella dovrebbe essere costituita da un insieme di quadrati e il profilo dell'intensità lungo una singola linea dovrebbe sembrare un insieme di gradini costituiti da pixel singoli.

La forma di una PSF reale "trattata" dal seeing è complicata , ma può essere approssimata da una zona centrale di tipo gaussiano e da un grande ***alone*** che segue approssimativamente una legge di potenza. Le dimensioni angolari della PSF possono essere caratterizzate in molte maniere. Una misura comune è la ***Full Width at Half Maximum*** (***FWHM***) che rappresenta il diametro compreso tra i punti dove il flusso decade a metà rispetto al suo valore massimo.

C'è un fatto fondamentale che si deve tenere in mente: poiché la PSF è la forma di un punto di luce sulla CCD e poiché tutte le stelle sono puntiformi, ne consegue che ***tutte le stelle***

hanno esattamente la stessa forma e dimensione sul CCD. Questa affermazione spesso confonde i principianti: le stelle più brillanti non sembrano più grandi in un immagine del cielo? Sembrano più ***grandi*** ma questo è causato dal seguente effetto: su un immagine del cielo, sia stampata su carta che su monitor, l'annerimento di ogni pixel è posto in relazione all'intensità in quel pixel. Fig 17.2 mostra l'intensità lungo un linea che attraversa una stella brillante ed una stella debole. Le forme della stella brillante e della stella debole sono esattamente uguali; noi stiamo semplicemente vedendo un diametro maggiore, per una certa intensità dei livelli di grigio, della stella brillante rispetto a quella debole.

Un altro punto importante, in relazione a quanto detto sopra, è che la PSF ***non ha un bordo netto.*** L'intensità della stella decade dolcemente a zero con l'aumentare del raggio ma non c'è un punto che possiamo chiamare "bordo". Questo si può notare guardando l'immagine di una stella brillante sull'immagine CCD. Se modifichiamo il "windowing" facendo si che la finestra visualizzata intorno al cielo divenga più stretta, l'immagine della stella sembrerà aumentare.

17.2. Correzione d'apertura

Il fatto che la PSF non ha un bordo fa nascere una domanda importante: se vogliamo misurare tutta la luce proveniente da una stella, che raggio dobbiamo assumere (quanto lontano dobbiamo arrivare dal centro della stella)? (Un altro modo di fare questa domanda: che dimensioni di apertura dobbiamo utilizzare – in pixel o arcosecondi - quando vogliamo misurare i *conteggi* (*counts*)?) Una risposta logica potrebbe essere: più grande possibile per prendere tutta la luce dalla stella. Bene questa non è una buona risposta per molte ragioni:

1. usare per la misura una grande apertura implica che ci sarà un grande contributo nei conteggi della luce del cielo nell'apertura contenente la stella. Ora, come vedremo, noi possiamo sottrarre la media del segnale proveniente dal cielo relativo alle dimensioni dell'apertura, ma ***non possiamo sottrarre il rumore associato con il segnale proveniente dal cielo***, e più è grande l'apertura e più grande è il rumore dovuto al cielo nell'apertura. Il rumore del cielo (fondo cielo) nell'apertura contenente la stella, contribuirà ad un rumore più elevato nella misura del segnale dalla stella.
2. Inoltre più è grande l'apertura e più probabilità ci sono di avere luce proveniente da altri oggetti nell'apertura oltre quella proveniente dall'oggetto che noi vogliamo misurare. Questo effetto è chiamato "contaminazione".

Entrambi gli effetti menzionati sopra ci portano a concludere di usare una piccola apertura. Ma si potrebbe obiettare che una piccola apertura raccoglie solo una frazione della luce totale

dalla stella. Questo è vero, ma, se il seeing fosse costante qualsiasi apertura dovrebbe misurare la stessa frazione di luce di qualsiasi stella e quando si paragonerebbe una stella ad un'altra (che è essenzialmente quello che si fa in fotometria – noi paragoniamo una stella sconosciuta a stelle standard) l'effetto sarebbe eliminato. Il problema è che, naturalmente, il seeing ***non*** è costante. Una piccola apertura potrebbe misurare 0,5 della luce totale di una stella su una immagine CCD; se il seeing peggiora la stessa apertura potrebbe misurare solo 0,4 della luce dalla stella sulla successiva immagine CCD.

In pratica, noi troviamo che il seeing (tranne i casi in cui è talmente scarso che è meglio andare nel pub più vicino a bere qualche cosa) interviene soprattutto sul nucleo gaussiano dell'immagine CCD.

Usando un apertura da 4 a 10 volte il diametro del valore tipico della FWHM terremo in conto la maggior parte della luce. Con questi valori di apertura variazioni ragionevoli nel seeing non comporteranno variazioni misurabili nel numero di conteggi.

Comunque, particolarmente per oggetti deboli, un apertura diciamo di 4 volte la FWHM conterrà una certa quantità di segnale dal fondo cielo e, più dannoso, una certa quantità di rumore associata con il segnale del fondo cielo. Poiché il segnale di un oggetto debole è piccolo questo produrrà un basso rapporto S/N. Per oggetti brillanti (molto più brillanti del segnale dovuto al fondo cielo nell'apertura) il rumore del fondo cielo non è un problema. Questa considerazione, più il fatto che tutte le stelle sulla stessa immagine hanno la stessa PSF, suggeriscono una tecnica chiamata ***correzione d'apertura***, che aiuta notevolmente nell'ottenere buoni rapporti S/N per oggetti deboli ed in campi particolarmente ricchi di stelle. Supponiamo di avere una immagine con alcuni oggetti deboli che vogliamo misurare ed al limite una stella brillante. Se misuriamo l'oggetto brillante con una piccola apertura (diciamo, con raggio = 1 FWHM) e con una apertura grande che raccoglie tutta la luce (raggio = 4 FWHM) possiamo facilmente trovare la relazione tra la luce nella piccola e nella grande apertura (che indicheremo come differenza di magnitudine). Supponiamo di misurare una magnitudine strumentale $m_I(1 \cdot FWHM)$ nella piccola apertura e $m_I(4 \cdot FWHM)$ nella grande apertura. La correzione di apertura è definita come:

$$\Delta = m_I(4 \cdot FWHM) - m_I(1 \cdot FWHM) \qquad (17.1)$$

(Δ, per come è definito, è spesso un numero negativo - questo significa che c'è più luce nell'apertura grande che nella piccola)

Le dimensioni ottimali di una piccola apertura sono state studiate da molti autori. Per oggetti deboli, dove il rumore del cielo è preponderante, una apertura delle dimensioni della FWHM del seeing sembra ottimale.

OK, ora come possiamo usare la correzione d'apertura? Come detto, vogliamo il numero totale di conteggi da una stella debole. Se misuriamo semplicemente la stella con una apertura grande otterremo uno scarso rapporto S/N perché il segnale dalla stella è molto basso eccetto che nel centro dell'immagine e il rumore dovuto al fondo cielo dovrebbe comportare un basso rapporto S/N. Se effettuiamo la misura con una apertura piccola (di dimensioni adeguate), trascureremo una buona frazione della luce (la luce nelle regioni esterne dell'immagine stellare dovrebbe essere difficile da vedersi , perché si perde nel rumore del fondo cielo, ma la luce è li e dovrebbe essere contata per una misura corretta.). Possiamo comunque usare la correzione d'apertura, derivata da una stella brillante sulla stessa immagine, per correggere la misura fatta con l'apertura piccola sulla stella debole (per tenere conto della luce esterna alla piccola apertura):

$$totale = m_I(1 \cdot FWHM) + \Delta \qquad (17.2)$$

Dove ***totale*** rappresenta la nostra stima della magnitudine strumentale totale della stella debole, $m_I(1 \cdot FWHM)$ è il numero di conteggi misurati nella apertura piccola per la stella debole, e Δ è la correzione d'apertura derivata da una stella nella stessa immagine.

Quanto dovrebbe essere grande l'apertura piccola? l'apertura troppo piccola comporterà uno scarso rapporto S/N perché verranno conteggiati pochi fotoni della stella; una apertura troppo grande comporterà uno scarso rapporto S/N dovuta all'inclusione di troppo fondo cielo. Ci deve essere una ***dimensione ottimale*** che darà il massimo rapporto S/N. L'apertura ottima sembra essere raggiunta quando il diametro è 1,4 x FWHM della PSF. A questa apertura la correzione è circa –0,3 mag. Comunque il S/N non sembra essere troppo sensibile ad un valore esatto del diametro della piccola apertura.

17.3. Phot

Come possiamo misurare il valore dei conteggi (*counts*) nell'apertura ed il livello del cielo? In IRAF ci sono numerosi "task" per fare fotometria. Il pacchetto base è chiamato ***phot***. Phot prevede vari metodi fotometrici, in particolare per misurare il fondo cielo; il più semplice utilizza una apertura circolare per la misura ed un anello concentrico per la misura del fondo cielo. Questo metodo funziona bene per campi stellari non ricchi di stelle. (Per campi affollati la fotometria è molto più difficile sia per la contaminazione che per la difficoltà di misurare il

livello reale del cielo.) La figura 17.3 mostra la geometria base per la misura con phot. Ci sono due raggi ed una larghezza che possono essere variati arbitrariamente. Il raggio più piccolo è il raggio dell'apertura utilizzata per effettuare la misura. L'altro raggio è il bordo interno dell'anello per la misura del cielo ed il raggio esterno è il raggio interno più la larghezza. Phot misura i conteggi totali nell'apertura (tenendo in conto i pixel parziali lungo il bordo del cerchio), poi misura (in uno o più modi - media, mediana, o valore dei pixel nell'anello di cielo) il segnale del fondo cielo per pixel nell'anello. Come discusso nel capitolo "Seeing e dimensioni dei pixel", l'uso di pixel di dimensioni limitate aumenta l'accuratezza della misura in aperture di dimensioni angolari piccole.

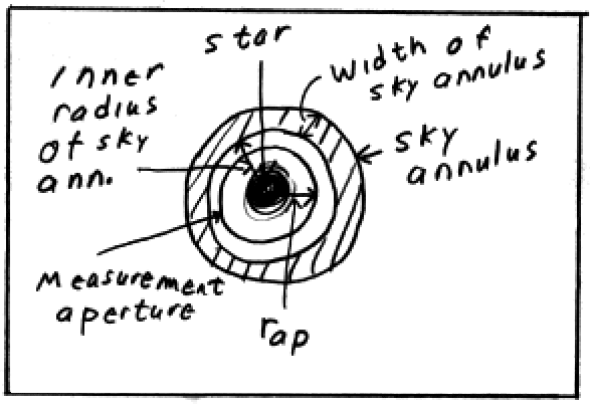


Figura 17.3. Geometria per il task "PHOT" (IRAF) che utilizza una apertura circolare ed una regione "ad anello" per il cielo. r_{ap} è il raggio di misura per l'apertura.

Indichiamo con N_{ap} il numero totale di conteggi nell'apertura, A_{ap} l'area dell'apertura (in pixel) S_{cielo} il segnale del fondo cielo per pixel e t_{esp} il tempo di esposizione dell'immagine (in secondi). La magnitudine strumentale è definita come:

$$m_I = -2{,}5 \cdot \log\left(\frac{N_{ap} - A_{ap} \cdot S_{cielo}}{t_{esp}}\right) \qquad (17.3)$$

Naturalmente, se usiamo un apertura troppo piccola trascureremo una frazione di luce troppo grande. Per PSF di tipo gaussiano è stato mostrato che una piccola apertura con raggio uguale al HWHM (Half Width at Half Maximum = Metà Larghezza a Metà del Massimo) del seeing produce un S/N ottimale.

17.4. Fotometria in campi affollati di stelle

In campi estremamente ricchi di stelle come ammassi globulari o campi stellari a latitudine galattica molto bassa, le immagini stellari sono così vicine le une alle altre che non è possibile usare il metodo "dell'anello per la misura del fondo cielo" poiché ci sarebbero molte stelle nell'anello e non è quindi possibile ottenere un valore corretto per il fondo cielo. Un procedimento impiegato per superare questo problema è quello di usare phot in una

particolare modalità dove la posizione per la misura del cielo per ogni oggetto è effettuata manualmente usando un cursore e un visore di immagine.

Lo stato dell'arte in fotometria di ammassi globulari o campi similari fa uso di programmi specializzati. Una tecnica è quella di misurare le stelle una ad una, partendo da quelle più brillanti poi sottraendo digitalmente ogni stella dall'immagine appena è stata misurata. Questo consente ad un numero inferiore di stelle di influenzare il fondo cielo e causare ***contaminazione*** per la misura di stelle più deboli. Come si può immaginare, programmi al computer che fanno questo, sono alquanto sofisticati. In campi ricchi di stelle con tanti oggetti ravvicinati gli uni agli altri, il concetto di usare una apertura piccola per la misura e la correzione d'apertura è determinante.

Ulteriori letture

Questi articoli discutono l'idea della correzione d'apertura e la dimensione ottima per la misura di oggetti deboli:

1. Howell, S. B. PAPS 101, p.616 (1989)
2. Harris, W.E. PAPS 102, p.649 (1990)

Capitolo 18

18. Estinzione atmosferica in pratica

Nel capitolo "Percorso ottico ed estinzione atmosferica: teoria" abbiamo sottolineato l'idea che l'estinzione atmosferica possa essere vista come un semplice problema di trasferimento radiativo. Come detto in quel capitolo, i fotometristi in pratica usano il coefficiente di assorbimento K, (piuttosto che lo spessore ottico τ) per caratterizzare l'opacità dell'atmosfera. Poiché K è una funzione della lunghezza d'onda dobbiamo specificare la lunghezza d'onda relativa a K. Per esempio, K misurata attraverso il filtro V è solitamente indicata con K_v.

18.1. Masse d'aria

Nel capitolo "teoria" abbiamo visto che la funzione relativa alle "masse d'aria" è essenzialmente la secante di θ_z. L'atmosfera reale non è piana - parallela, a causa della curvatura della terra. Per tenere conto di questo è necessario introdurre una correzione molto piccola eccetto vicino all'orizzonte alla funzione $\sec(\theta_z)$.

Ora come possiamo calcolare la secante θ_z? Senza entrare troppo nei dettagli si può esprimere $\sec(\theta_z)$ in funzione di quantità osservabili nel modo seguente:

$$\sec(\theta_z) = \frac{1}{\sin(\lambda)\cdot\sin(\delta) + \cos(\lambda)\cdot\cos(\delta)\cdot\cos(h)} \qquad (18.1)$$

dove λ è la latitudine dell'osservatore, δ è la declinazione della stella ed h rappresenta l'angolo orario dell'oggetto all'istante dell'osservazione.

Il fatto che l'atmosfera non è piano-parallela può essere tenuto in conto con un fattore di correzione ΔX che è abbastanza piccolo, tranne che in prossimità dell'orizzonte.

$$\Delta X = 0{,}00186\cdot(\sec(\theta_z)-1) + 0{,}002875\cdot(\sec(\theta_z)-1)^2 + 0{,}0008083\cdot(\sec(\theta_z)-1)^3 \qquad (18.2)$$

L'equazione finale per la massa d'aria può, allora, essere scritta:

$$X = \sec(\theta_z) - \Delta X \qquad (18.3)$$

Ai nostri giorni molti sistemi di controllo computerizzati presso i telescopi da ricerca, calcolano automaticamente l'angolo zenitale e la massa d'aria e spesso scrivono nell'intestazione (header) dell'immagine i dati relativi.

18.2. Calcolo di K

Ci sono due metodi base per determinare K: Il primo (spesso chiamato metodo di Bouguer) comporta la misura di una stella (o preferibilmente, un gruppo di stelle che cadono in uno stesso frame CCD) a differenti masse d'aria osservandola in diversi orari durante la notte. Idealmente si dovrebbe osservare un campo quando è ad Est ad una massa d'aria pari a 2, poi osservarlo presso il meridiano e successivamente ad Ovest sempre con masse d'aria pari a 2. E' inoltre auspicabile fare osservazioni a masse d'aria intermedie. Come minimo, necessitano due osservazioni, separate in masse d'aria di almeno 0,5, e preferibilmente anche a 0,8 e 1,0.

Molti campi stellari standard (compresi molti campi di Landolt utilizzati dalla maggior parte dei fotometristi) sono posizionati vicino all'equatore celeste. Per un campo all'equatore celeste (δ=0 gradi) osservato da una latitudine λ prossima a 35 gradi (Flagstaff) si hanno le seguenti relazioni tra angolo orario (h o HA) e masse d'aria (X): h=0, X=1,23; h=1, X =1,27; h=2, X=1,42; h=3, X=1,74; h=3,5, X=2,02; h=4, X=2,46. (Si possono verificare questi numeri usando le equazioni 18.1 o 18.3).

Per determinare K da queste osservazioni prima misuriamo la magnitudine strumentale (m_I) di ognuno dei campi standard in ogni immagine. Se è stato osservato più di un frame alla stessa massa d'aria può essere effettuata la media dei valori m_I. Se ci sono osservazioni ad almeno due differenti valori di masse d'aria possiamo determinare K; la pendenza del diagramma magnitudine – masse d'aria diviene:

$$K = \frac{\Delta m_I}{\Delta X} \qquad (18.4)$$

Nel caso in cui ci siano più osservazioni oltre le due, possiamo fare un grafico di m_I rispetto al valore delle masse d'aria per ogni stella e trovare la retta (tramite una grafico su carta o con una routine di "fitting" lineare) che meglio interpola i punti e determinare la sua pendenza.

Si può osservare che per determinare K con il metodo sopra indicato, si deve osservare su un arco di tempo di almeno 3 ore in modo che la luce proveniente dalla stella possa attraversare diverse masse d'aria; in questo modo si otterrà un buon coefficiente angolare. Un altro metodo per determinare l'estinzione può essere portato a termine in minor tempo. Questo

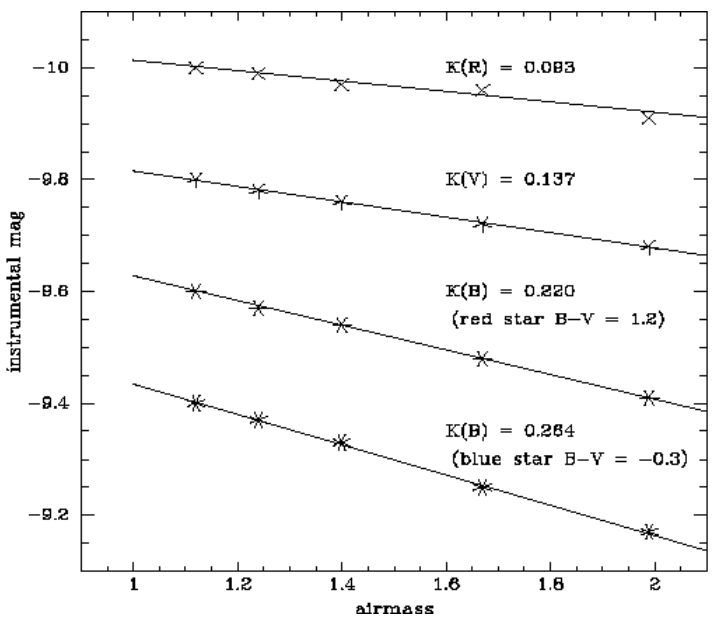


Figura 18.1. Magnitudine strumentale in funzione delle masse d'aria per una stella. Questo mostra che il valore di K rappresenta la pendenza della linea della *magnitudine strumentale* rispetto alle *masse d'aria*. Le magnitudini strumentali sono state arbitrariamente spostate in modo che non si sovrapponessero.

Un esercizio per il lettore: dalle informazioni sull'estinzione B per due stelle, come mostrato nel grafico, calcolare K'_B e K''_B.

metodo detto di "Hardie", implica osservazioni molto ravvicinate nel tempo di due differenti campi stellari standard a differenti masse d'aria.

Come funziona? La differenza attesa nei valori m_I di due stelle standard, una per ogni campo, è semplicemente la differenza tra le magnitudini apparenti riportate nel catalogo standard. Ci riferiremo alle magnitudini del catalogo indicandole con il pedice "L " per le stelle di Landolt (vedi il capitolo "Stelle standard"). Se le stelle sono osservate alla stessa massa d'aria la differenza nei valori m_I dovrebbe essere proprio la differenza nel valore m_L delle stelle. Osservate a differenti masse d'aria, naturalmente, ci sarà una differenza aggiuntiva dovuta alla differenza dell'estinzione delle due masse d'aria.

Questo può essere meglio illustrato con un esempio: la stella 1 con m^1_L=10,00 è osservata con una massa d'aria di 1,0, e misuriamo $m1_I$=-4,3. Appena osservato questo campo, muoviamo il telescopio puntando un differente campo stellare con 2,2 masse d'aria ed osserviamo la stella m^2_L = 9,1; supponiamo di misurare m^2_I = -5,0.

Se la massa d'aria fosse la stessa, ci aspetteremmo che la magnitudine strumentale differisse di 0,9 magnitudini, pari alla differenza tra le magnitudini riportate nel catalogo di Landolt con la stella 2 più luminosa. Invece misuriamo la magnitudine strumentale della stella 2 più luminosa di solo 0,7 mag. Il valore 0,2 mag "scomparso" (paragonato con quello che avremmo dovuto misurare se i valori di masse d'aria fossero stati identici) è dovuto dalla differenza 1,2 della massa d'aria. Ne segue che K vale 0,2/1,2 = 0,18.

Formalmente:

$$K = \frac{\left(m_L^1 - m_L^2\right) - \left(m_I^1 - m_I^2\right)}{\left(\Delta\, di\ massa\ d'aria\right)} \qquad (18.5)$$

18.3. Complicazione: estinzione del 2° ordine per la banda B

Per i filtri V, R ed I, il valore di K è essenzialmente lo stesso per stelle di tutti i colori.(Questo non è proprio vero per fotometria di elevata accuratezza). Per il filtro B, comunque, abbiamo una ulteriore complicazione: L'estinzione poiché è funzione della lunghezza d'onda, varia molto rapidamente nella banda del filtro B (vedi figura 18.2). Questa rapida variazione dell'estinzione con la lunghezza d'onda nella banda passante del filtro fa si che stelle di differenti colori mostrano differenti valori per l'estinzione nella banda del filtro B. Per stelle molto rosse la maggior parte della luce che passa attraverso il filtro B è nel lato rosso della banda del filtro dove l'estinzione è minore rispetto al lato blu della banda passante del filtro. Per stelle blu c'è più luce nel lato blu del filtro passa banda dove l'estinzione è più alta.

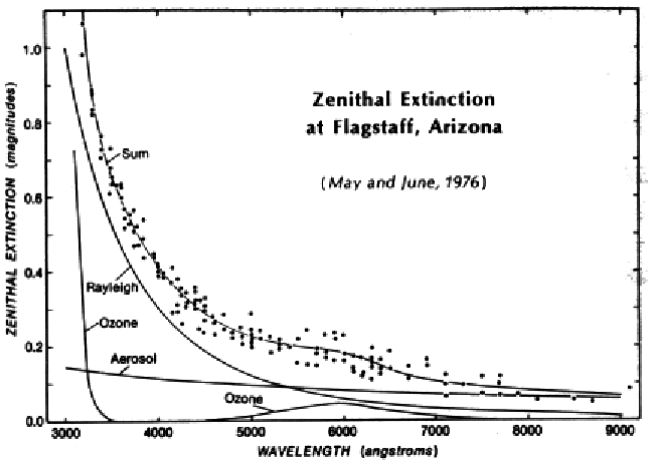


Figura 18.2. Estinzione da Flagstaff guardando lo zenit. Sono mostrate le diverse componenti dell'estinzione.(da: "A new Absolute Calibration of Vega", Sky and Telescope, Oct. 1978)

Come possiamo tenerne conto? A differenza del coefficiente di estinzione uguale per stelle di tutti i colori (come è per V, R e I), K_B è una funzione del colore della stella:

$$K_B = K'_B + K''_B \cdot (B - V) \qquad (18.6)$$

K'_B rappresenta il coefficiente di estinzione principale o del primo ordine, mentre K''_B è il coefficiente di correzione per il colore o coefficiente di secondo ordine.

Come descritto sopra, il coefficiente di estinzione in B è minore per una stella rossa rispetto ad una blu così K''_B deve essere un numero negativo.

Come possiamo trovare K''_B? Il metodo migliore è quello di osservare un coppia di stelle "rossa-blu"; queste sono stelle di colore molto differente che possono essere osservate nello stesso campo CCD. Misuriamo, usando uno dei due metodi discussi sopra (preferibilmente quello di Bouguer) l'estinzione per la banda B per la stella rossa $\left(K_B^{rosso}\right)$ e per quella blu

$\left(K_B^{blu}\right)$. Come già spiegato, i due valori saranno significativamente differenti). Possiamo usare questi due numeri per risolvere le equazioni sia per K'_B che per K''_B:

$$K_B^{rosso} = K_B^{'} + K_B^{''} \cdot \left(B-V\right)^{rosso} \qquad (18.7)$$

$$K_B^{blu} = K_B^{'} + K_B^{''} \cdot \left(B-V\right)^{blu} \qquad (18.8)$$

Se misuriamo K^{red}_B e K^{blu}_B, e conosciamo (dal catalogo di Landolt) $(B\text{-}V)^{red}$ e $(B\text{-}V)^{blu}$, possiamo facilmente risolvere le equazioni rispetto a K'_B e K''_B.

Un grafico della magnitudine strumentale rispetto alle masse d'aria è riportato in Figura 18.1.

Questo grafico mostra la relazione tra K (e la pendenza della linea rappresentativa) rispetto alla magnitudine ed alle masse d'aria.

18.4. Variazioni nell'estinzione

Nella regione ottica dello spettro, l'estinzione diminuisce all'aumentare della lunghezza d'onda. Nella parte blu della finestra ottica (λ~3200Å) l'estinzione diviene così grande da precludere la possibilità di osservazioni da terra. Questo rapido aumento dell'estinzione è dovuto allo scattering di Rayleigh ed alle molecole dell'ozono (O_3) che sono eccellenti assorbenti di ultravioletto (questo è il motivo per cui tutti ci preoccupiamo per il diminuire del sottile strato di ozono nell'atmosfera terrestre -meno ozono più radiazione ultravioletta raggiunge la superficie della terra). Ne consegue che l'assorbimento dell'ozono definisce il limite nel blu della finestra ottica.

Appena ci spostiamo verso il rosso nella finestra ottica l'estinzione diminuisce lentamente. Ci sono molte cause distinte che contribuiscono all'estinzione: lo scattering di Rayleigh delle molecole, assorbimento e scattering di particelle chiamate aerosol (polveri, pollini). La figura 18.2 mostra l'estinzione rispetto alla lunghezza d'onda per la zona di Flagstaff (elevazione 2200m) mostrando il contributo delle varie componenti.

La quantità dello scattering di Rayleigh, da parte di atomi e molecole molto più piccoli rispetto alle lunghezze d'onda della luce, è un funzione del tipo λ^{-4} che decade rapidamente verso le lunghezze d'onda della luce più grandi. D'altra parte le particelle di aerosol hanno dimensioni grandi comparabili (o maggiori) delle lunghezze d'onda della luce così l'estinzione a loro dovuta è abbastanza uniforme su tutta la banda. Un materiale con estinzione uniforme con la lunghezza d'onda è detto "grigio" e si comporta come un filtro neutro in fotografia; taglia una parte della luce che passa attraverso di esso ma non cambia il colore della luce.

L'ozono ha una estinzione che aumenta rapidamente intorno al blu (3200Å) più un altro piccolo incremento intorno a 6000 Å.

Come ci si può aspettare il valore K diviene grande per siti posti a poca altitudine: A Kitt Peak (elevazione 2200m) abbiamo trovato questi valori medi nella banda: K_V=0,14; K_B=0,26-0,03(B-V); K_R=0,10. A Norman (Oklahoma) con un elevazione di circa 300m si trova K_V pari a 0,20.

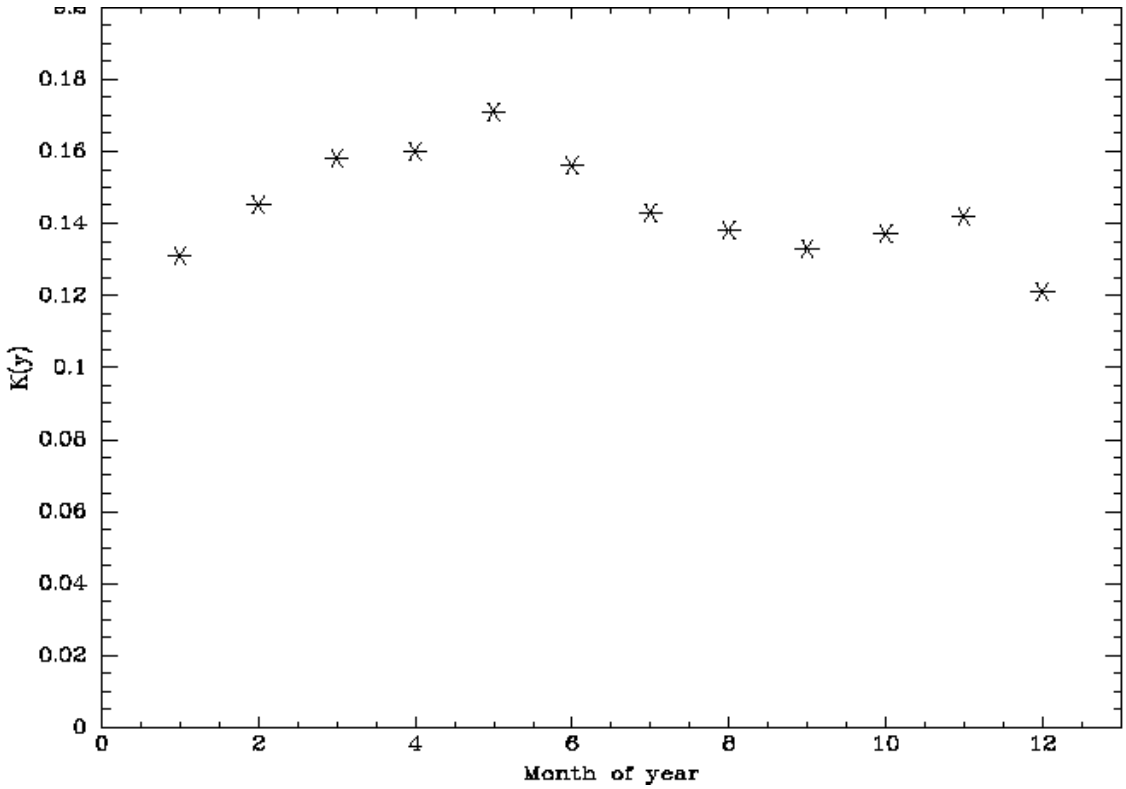


Figura 18.3. Variazione stagionale dell'estinzione su Flagstaff. Sono riportate nel grafico i valori medi dell'estinzione (in magnitudini) nella banda del filtro γ, un filtro con banda intermedia centrata su 5500Å. I valori sono relativi agli anni 1976-1980 in cui non ci sono stati contributi significativi di eruzioni vulcaniche all'estinzione atmosferica. Notare che mentre c'è un andamento stagionale ben definito, i valori relativi alle singole notti (non mostrati qui) hanno un andamento variabile da una notte all'altra (dati da G.W. Lockwood e D. T. Thompson, AJ 92, p. 976, 1986).

Quanto è costante l'estinzione nei vari siti? L'estinzione può variare significativamente su vari tempi scala. A Flagstaff c'è un variazione stagionale dell'estinzione (vedi figura 18.3). Ovunque l'estinzione può variare per la variazione delle condizioni atmosferiche (particolarmente per la variazione della quantità di polvere in aria).

Inoltre c'è anche un cambiamento dell'estinzione a lungo termine, in maggior parte causata da eruzioni vulcaniche che mandano grandi quantità di polvere in aria. Queste eruzioni di polveri causano spesso dei magnifici tramonti ma aumentano l'estinzione come mostrato in figura

18.4. La polvere fine che qualche vulcano inietta nell'alta atmosfera può impiegare mesi od anni per depositarsi.

Per effettuare una fotometria accurata, il valore di K dovrebbe essere determinato ogni notte fotometrica in quanto l'estinzione può variare per innumerevoli cause: polvere in aria, passaggio di fronti di perturbazioni atmosferiche, etc. In siti osservativi ed in stagioni nei quali le masse d'aria sono molto stabili l'estinzione può mantenersi essenzialmente costante per molte notti. (come esempio nell'ottobre 1997 a Kitt Peak, trovammo l'estinzione costante entro i nostri limiti di errore di misura per una settimana.)

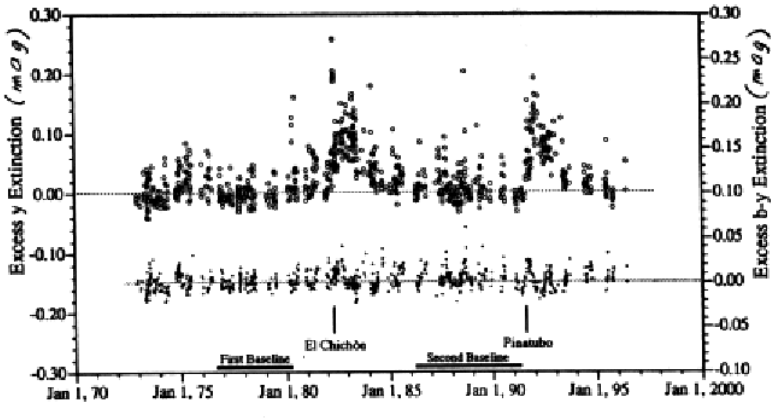


Figura 18.4. Variazioni a lungo termine nell'estinzione sopra Flagstaff. L'insieme dei punti in alto rappresenta l'eccesso (sulla media stagionale) dell'estinzione nella banda γ su un periodo di 26 anni. Sono facilmente visibili gli effetti dei vulcani in Messico nel 1983 (El Chichon) e nelle Filippine nel 1992 (Pinatubo). Notate che la polvere emessa in queste eruzioni ha condizionato l'estinzione per molti anni. L'insieme di punti in basso mostra l'eccesso dell'estinzione nel colore b-γ. Notate che c'è un piccola, anche se non significativa, variazione in questa quantità. Ciò indica che la polvere del vulcano è "grigia"; assorbe la luce dalle stelle ma non altera in maniera significativa il colore delle stelle. (D.T. Thomson e G.W. Lockwood - Geophy. Res. Let. v.23 p.3349 (1996))

Capitolo 19

19. Trasformazioni di colore e di magnitudine

Bene, si sono, a questo punto, individuati i coefficienti di estinzione per i filtri impiegati nelle osservazioni.

Abbiamo determinato la "massa d'aria" (utilizzando l'angolo orario di ciascuna osservazione, la declinazione dell'oggetto e la latitudine del sito di osservazione, oppure, per i telescopi più sofisticati, leggendo la massa d'aria direttamente dalla testata [header] dell'immagine) per ognuna delle osservazioni dell'oggetto di interesse (per adesso supponiamo si tratti di un quasar). Si è misurato il flusso strumentale, oppure il conteggio grezzo per secondo ottenuto dal CCD (utilizzando qualche strumento come, ad esempio, PHOT nel pacchetto IRAF, spesso con la tecnica di correzione di apertura) e si sono determinate le magnitudini strumentali per ciascun filtro. Come si possono derivare le magnitudini apparenti ed i colori nel sistema standard?

Il primo passo è quello di correggere le magnitudini strumentali di tutte le osservazioni del quasar e di tutte le stelle standard al valore che avrebbero al di fuori dell'atmosfera (nello spazio), ovvero per una "massa d'aria" nulla (0AM). Supponiamo di avere una stella con magnitudine strumentale $\boldsymbol{m_I}$, osservata con una massa d'aria $\boldsymbol{X}$, con il filtro V, per il quale si è determinato un coefficiente di estinzione $\boldsymbol{K_V}$. Allora, la magnitudine strumentale per massa d'aria nulla risulterà:

$$m^{0\,AM}(V)_I = m_I(V) - X \cdot K_V \qquad (19.1)$$

Per essere sicuri di ottenere il segno corretto (l'equazione appena definita risulta corretta se $\boldsymbol{K}$ è definito positivo, ovvero maggiore di zero), si fa in modo che la magnitudine strumentale per massa d'aria nulla risulti maggiore (più negativa) della magnitudine strumentale grezza, poiché, naturalmente, la stella risulterebbe più luminosa al di fuori dell'atmosfera (nello spazio) rispetto a quanto lo sia al suolo, dopo che la luce ha attraversato l'atmosfera.

Discutiamo dapprima la definizione dei colori nel sistema standard. Assumiamo di avere determinato che il nostro quasar abbia magnitudini strumentali in banda R e banda V per massa d'aria nulla pari, rispettivamente, a $\boldsymbol{m_I^{0AM}(R)}$ ed a $\boldsymbol{m_I^{0AM}(V)}$. Si può allora definire il colore strumentale ***(V-R)***, per massa d'aria nulla, nel modo seguente:

$$[V-R]_I^{0\,AM} = m_I^{0\,AM}(V) - m_I^{0\,AM}(R) \qquad (19.2)$$

Sarà questo colore ***(V-R)*** nel sistema standard? Bene, in generale la risposta è negativa. Perché no? La risposta risiede nel fatto che i colori nel sistema standard sono stati misurati utilizzando un certo tipo di rivelatore, un certo tipo di filtro e da un determinato osservatorio. Le nostre misurazioni sono effettuate con rivelatori e filtri e da siti osservativi leggermente differenti. Di conseguenza, la risposta alle diverse lunghezze d'onda del nostro sistema risulterà lievemente alterato rispetto a quello del sistema standard. In ogni modo, a meno che non si siano fatte delle scelte estremamente inadeguate nella combinazione utilizzata filtro-rivelatore, la differenza tra il nostro sistema ed il sistema standard dovrebbe risultare piccola e sistematica. Utilizzando le nostre osservazioni di stelle standard, i cui dati di magnitudine e colore standard siano stati tratti da un catalogo (per es. quello di Landolt) si possono derivare equazioni di trasformazione che mettano in relazione i colori strumentali che abbiamo determinato con i colori standard. Per una combinazione filtro-rivelatore ragionevolmente vicina a quella standard, le equazioni che mettono in relazione i colori strumentali con quelli standard dovrebbero risultare lineari. In altre parole:

$$(\mathrm{V-R})_\mathrm{L} = \mathrm{a}\cdot(\mathrm{V-R})_\mathrm{I}^{0\mathrm{AM}} + \mathrm{b} \qquad (19.3)$$

dove ***a*** e ***b*** sono scalari dipendenti dal nostro particolare sistema e che dobbiamo determinare. Nell'equazione, il pedice L (per Landolt) si riferisce alle magnitudini ed ai colori del sistema standard. Se il nostro sistema si adatta con precisione al sistema standard, allora ***a*** dovrebbe risultare pari a 1,00 e ***b*** pari a 0,00. Naturalmente, in generale, ***a*** non sarà proprio 1,00, ma dovrebbe essere entro uno (0,1) o due (0,2) decimi da 1,0. ***b*** risulta spesso assai diverso da 0, ma fintanto che ***a*** risulta prossima all'unità ci si sta, con ogni probabilità, adeguando al sistema standard.

Come si determinano ***a*** e ***b***? Bene, osservando e misurando $\boldsymbol{(V-R)_I^{0AM}}$ per stelle standard (con valori $\boldsymbol{(V-R)_L}$ noti) preferibilmente abbracciando un ampio intervallo di colori, si possono derivare ***a*** e ***b*** mediante un fitting lineare dei colori strumentali e di quelli standard. Si disegna sempre un grafico, riportando i colori strumentali di una stella su di un asse ed il colore del catalogo sull'altro (si vedano le figure 19.1 e 19.3, discusse in seguito). I punti sul grafico

dovrebbero giacere lungo una ben definita linea retta, con una piccola dispersione attorno ad essa.

Si procede in modo analogo per determinare la relazione tra le magnitudini strumentali $\boldsymbol{m_I^{0AM}(V)}$ e la magnitudine apparente $\boldsymbol{(V)}$ nel sistema standard. Se il nostro sistema si accorda esattamente con il sistema standard, allora la relazione tra le nostre misure e lo standard V dovrebbe essere:

$$V = m_I^{0AM}(V) + V_{ZP} \qquad (19.4)$$

Per un esatto accordo, $\boldsymbol{V_{ZP}}$, il punto zero della magnitudine $\boldsymbol{V}$, dovrebbe essere semplicemente un numero. Ovviamente, il punto zero dovrebbe essere diverso per telescopi di diverse dimensioni, in quanto il numero di fotoni raccolti da ciascuna stella dovrebbe essere maggiore per un telescopio più grande (a parità degli altri fattori).

Ora, in generale, il filtro V non si accorda precisamente con il sistema standard, e si avrà probabilmente una qualche dipendenza di colore di $\boldsymbol{V_{ZP}}$. Per determinare la dipendenza di colore, si riporta $\boldsymbol{V_{ZP}}$, determinata mediante l'equazione precedente, per stelle standard che abbracciano un ampio intervallo di colore. Quindi si adatta una linea retta a questi punti e si determina una semplice equazione lineare che (ci si augura) rappresenti la dipendenza di $\boldsymbol{V_{ZP}}$ dal colore:

$$V_{ZP} = V_{ZP}^0 + c \cdot (V - R) \qquad (19.5)$$

dove $\boldsymbol{V^0_{ZP}}$ rappresenta il punto zero di una stella di colore=0.00 (vedi la figura 19.2, discussa più avanti).

In tal modo si osserva che la relazione tra $\boldsymbol{V}$ and $\boldsymbol{m_I^{0AM}(V)}$ è data da:

$$V = m_I^{0AM}(V) + [(V_{ZP}^0) + c \cdot (V - R)] \qquad (19.6)$$

per un insieme di osservazioni effettuate con l'impiego di due soli filtri, ad esempio V e R, si può allora specificare la trasformazione tra i sistemi strumentale e standard mediante quattro parametri numerici: $\boldsymbol{a}$, $\boldsymbol{b}$, $\boldsymbol{c}$ e $\boldsymbol{V^0_{ZP}}$.

La figura 19.1 illustra i colori $\boldsymbol{V\text{-}R}$ strumentali e di Landolt per stelle osservate da Steve Tegler e da me durante una serie di riprese al telescopio da 2,3m dell'Osservatorio Steward nell'ottobre del 1997. L'equazione di trasformazione, in alto nel grafico (*a=0,986*, *b=0,056*) risulta assai prossima alla curva ideale con *a=1,00* e *b=0,0*. I filtri ed il sensore CCD sono ben adattati al sistema standard. La figura 19.2 mostra i punti a zero V in funzione del colore per lo

stesso insieme di dati. Si osserva un definito, anche se piccolo, termine di colore (***c***) nell'equazione, che mette in evidenza il fatto che la lunghezza d'onda effettiva del filtro accoppiata al CCD impiegato non è esattamente corrispondente a quella del sistema standard.

La figura 19.3 mostra le equazioni ***B-V*** per il CCD NURO da un insieme di riprese del settembre 1992. Si osservi che l'equazione presenta un valore di b piuttosto elevato, assai diverso dalla condizione ideale *b=0,0*. Questo è dovuto al fatto che

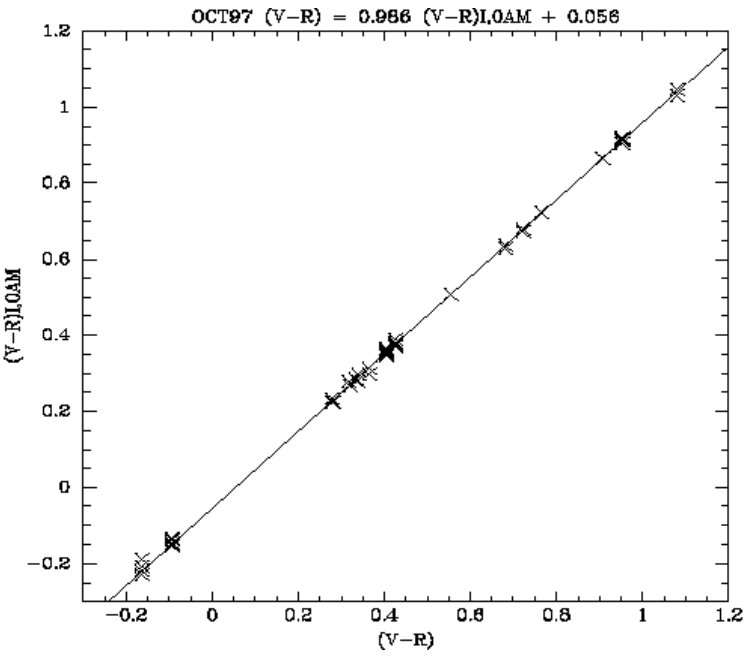


Figura 19.1. La trasformazione V-R per il 2,3m all'Osservatorio Steward. Sull'asse x sono riportati i colori V-R standard (Landolt) delle stelle standard, sull'asse y i colori strumentali, corretti per massa d'aria nulla. Nel titolo è riportata l'equazione di trasformazione. I più accorti possono osservare che il fitting non sembra essere molto accurato per i due insiemi di punti più blu. Questo perché l'interpolazione era stata concepita trascurando questi punti, dato che nessuno degli oggetti cui eravamo interessati era, in alcun modo, prossimo ad un tale colore blu.

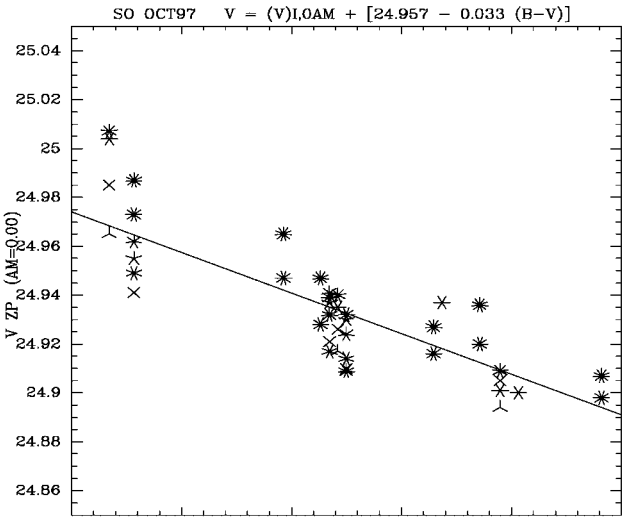


Figura 19.2. Trasformazione V per il telescopio da 2,3m dell'Osservatorio Steward. I diversi simboli sono riferiti a diverse notti nel corso della serie di riprese. Si osserva una leggera dipendenza di colore rispetto al punto zero di magnitudine V. L'equazione di trasformazione è mostrata nel titolo.

l'efficienza quantica (QE) del CCD risulta nel blu assai più bassa che nella regione visuale dello spettro.

In definitiva, ciò che ha importanza è l'accuratezza con cui si calibra il sistema strumentale, ovvero con quale precisione si possano riprodurre i colori standard utilizzando la nostra particolare configurazione. Per entrambi gli esempi sopra indicati, i valori standard vengono riprodotti piuttosto bene, come indicato dalle interpolazioni lineari ben dritte e dalla piccola dispersione delle stelle standard

attorno a tali curve.

Ulteriori letture

1. All Sky BVRI Photometry with a Photometrics CCD - IAPPP Communications 55 , p. 44 (1994) - Romanishin, Ishibashi, Morris e Lamkin.

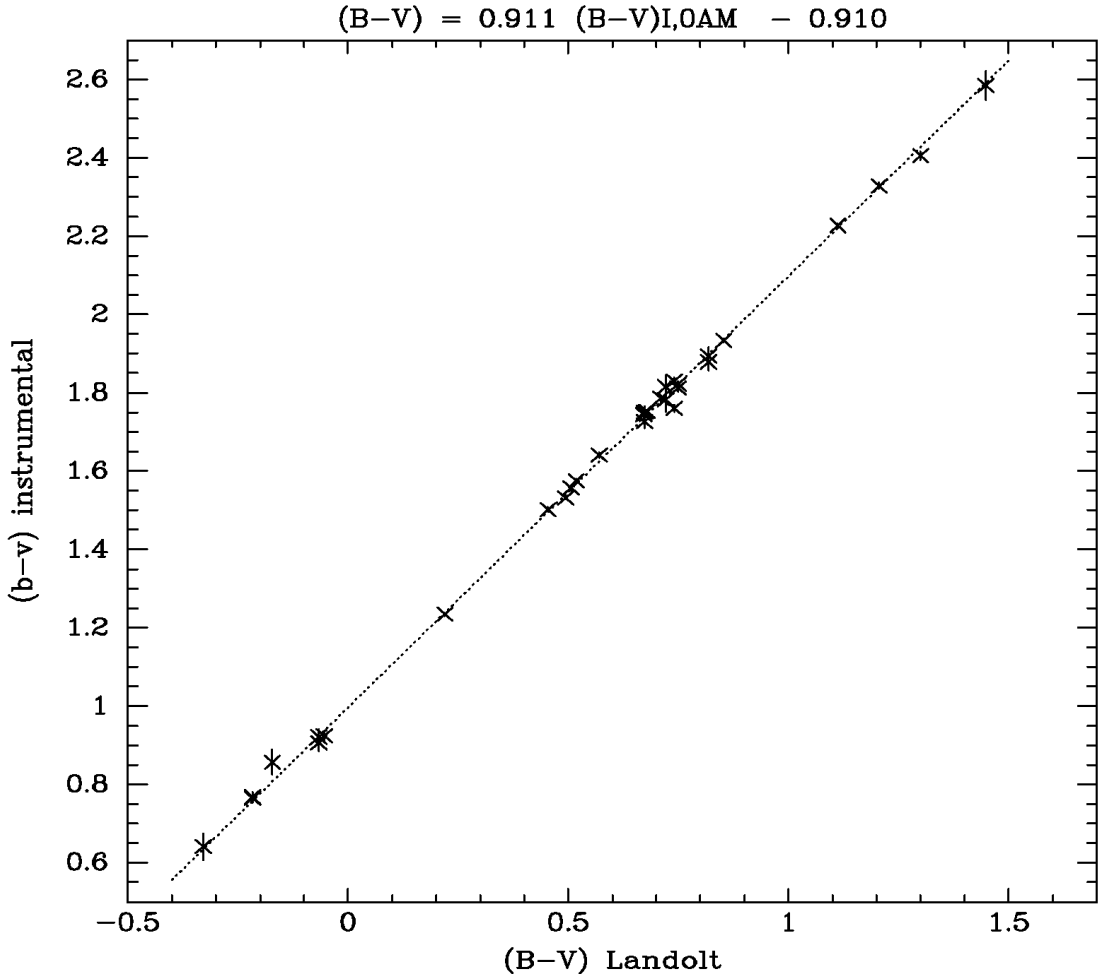


Figura 19.3. Trasformazione B-V del NURO. Si noti l'elevato valore di b, ed il rilevante offset tra i valori sugli assi x e y.

Capitolo 20

20. Incertezze e rapporto segnale rumore

Tutte le misurazioni scientifiche dovrebbero riportare una stima dell'incertezza o dell'errore. Se si misura la magnitudine di una stella un certo numero di volte, non si ottiene, ogni volta, esattamente lo stesso valore a causa di varie sorgenti di rumore (o di disturbo). Per dimostrare, ad esempio, che una stella presenta una luminosità variabile, si deve rilevare una variazione di magnitudine diverse volte maggiore dell'incertezza insita nella nostra misurazione.

Gli scienziati usano la parola errore in modo intercambiabile con incertezza. Nel linguaggio comune la parola errore connota una qualche sorta di sbaglio o di sciocchezza. Questa non è senz'altro la connotazione da attribuire alla parola errore quando viene utilizzata in un contesto scientifico, dove ha il significato di incertezza. L'errore è causato non dagli errori, ma dal rumore. (Naturalmente, è sempre possibile commettere errori nell'effettuare misurazioni, conducendo ad errori nel senso comune del termine!).

Per di più, nel fornire una misura dell'incertezza presente nei nostri dati, è importante un'attenta comprensione delle sorgenti di incertezza, in quanto la piena comprensione di tali fonti di disturbo può far capire come migliorare la tecnica di osservazione e la strategia di riduzione e di analisi.

Un concetto cruciale in fotometria è rappresentato dal rapporto segnale/rumore (S/N o, talvolta SNR – ma quest'ultimo suona, in astronomia, come Resto di SuperNova [SuperNovae Remnant]). Questo rappresenta un modo per indicare l'accuratezza delle nostre misurazioni. Un altro modo è rappresentato dall'errore percentuale (che si può pensare come il rapporto tra il rumore ed il segnale). Un S/N di 50 corrisponde ad un errore percentuale di circa il 2%.

20.1. Un piccolo fotone, due piccoli fotoni, tre...

In una misurazione CCD, si hanno diverse sorgenti di rumore, come discusso nella sezione sui CCD. Questi includono il rumore *fotonico*, il rumore di *lettura dei dati* (*readout*), il rumore della *corrente di buio*, ed il *rumore di elaborazione* (il *rumore nei flat-field*).

Tuttavia, per molte *osservazioni a larga banda*, il rumore fotonico del cielo domina su tutte le altre sorgenti di rumore. *Per ora, si assume che la sola sorgente di rumore nella nostra misura fotometrica sia il rumore fotonico.* Poiché i fotoni obbediscono ad una statistica elementare, che verrà discussa in seguito, si può fare un'analisi quantitativa completa del S/N di una misurazione CCD di magnitudine, nel caso in cui il rumore dei fotoni rappresenti l'unica importante sorgente di rumore.

Si può investigare quantitativamente il S/N delle misure fotometriche usando l'idea base della statistica di conteggio di eventi casuali. Consideriamo un segnale che concerne elementi discreti che arrivano a caso come, ad esempio, le gocce di pioggia che cadono su un metro quadrato di pavimento o i fotoni che incidono su un elemento di cattura (pixel) di un CCD. Per una pioggia regolare (di gocce di pioggia o di fotoni) la quantità che cade una data area in un dato intervallo di tempo non sarà precisamente uguale in tutti gli istanti. Piuttosto, il numero di gocce di pioggia o di fotoni, che incide in una determinata area, in un secondo, varia da un istante all'altro. Il miglior modo per mostrare un simile fenomeno è quello di tracciare un istogramma che riporti i risultati di misure ripetute. Questo è rappresentato da un diagramma dove si riporta il numero di gocce di pioggia o di fotoni che colpiscono la superficie in ciascun intervallo di tempo (sull'asse x) in funzione del numero di volte che tale numero è stato osservato (sull'asse y). Si noti che le quantità rappresentate su entrambi gli assi sono numeri interi. Un istogramma di gocce di pioggia o di fotoni in un rovescio costante (uniforme) potrebbe, in qualche modo, assomigliare al diagramma rappresentato in figura 20.1.

La forma di questo può essere approssimato da una funzione gaussiana:

$$P(x) = \frac{1}{\sigma \cdot \sqrt{2 \cdot \pi}} \cdot e^{-\left(\frac{1}{2}\left(\frac{x-\mu}{\sigma}\right)^2\right)} \qquad (20.1)$$

Dove μ rappresenta il valor medio (o media), σ è anche detta deviazione standard (o rms = root mean squared).

In figura 20.1 sono indicate varie quantità di interesse: la media μ e due modi per indicare la larghezza dell'istogramma; σ, la deviazione standard, il parametro che indica la larghezza della

gaussiana che approssima la forma dell'istogramma, e la larghezza totale a metà del massimo (***FWHM***=Full Width at Half Maximum per un astronomo, o Γ per lo statistico). Il ***FWHM*** rappresenta semplicemente l'estensione totale sull'asse x tra i punti dove l'istogramma vale la metà del suo valore massimo sull'asse y. Per una distribuzione gaussiana si ha: $FWHM=\Gamma=2{,}354\cdot\sigma$. Γ rappresenta la larghezza totale, e σ la metà larghezza (a livelli leggermente diversi, in ampiezza, della curva). Si può anche trattare della *HWHM* (*=(1/2)·FWHM*), che risulta quasi uguale a σ ($HWHM=1{,}178\cdot\sigma$).

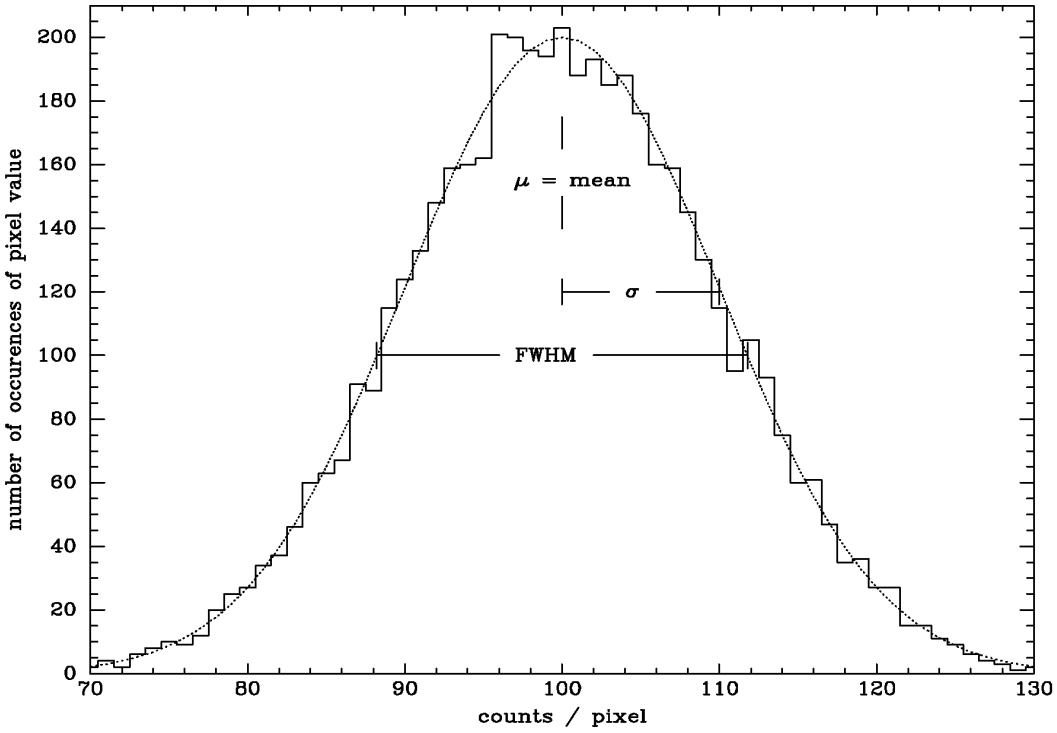


Figura 20.1. Istogramma dei fotoni che cadono sui pixel di un CCD. Si assume che il CCD sia illuminato uniformemente e che il CCD sia perfetto – cioè che ogni pixel si comporti esattamente nello stesso modo degli altri. In questo esempio il numero medio di fotoni che colpiscono ciascun pixel è 100. L'istogramma mostra (almeno schematicamente) la distribuzione dei conteggi misurati su un certo numero di pixel in un'esposizione singola del CCD. La linea punteggiata regolare rappresenta il "best fit" gaussiano. Se facessimo ripetute misure di un singolo pixel, con illuminazione costante (non variabile nel tempo), si otterrebbe una distribuzione simile. Si noti che questo grafico può assomigliare ad un diagramma della PSF (Point Spread Function = funzione di diffusione di una sorgente puntiforme, ovvero la funzione che caratterizza il comportamento ottico-elettronico della strumentazione), ma questo rappresenta invece un istogramma, e non il diagramma di un qualcosa che varia rispetto alla posizione o al tempo. Si cerchi di comprendere bene cosa vi è rappresentato (e perchè)!

Per i fotoni, che seguono statistiche di conteggio, la dispersione σ (larghezza dell'istogramma) sarà connesso al numero di fotoni conteggiati (***n***) mediante la seguente relazione:

$$\sigma = \sqrt{n} \qquad (20.2)$$

è importante notare che ***n*** rappresenta, semplicemente, il numero di fotoni che abbiamo conteggiato nella nostra osservazione. Non rappresenta il numero di fotoni al secondo (o intensità di illuminazione), o per area. Sia che vengano conteggiati 1000 fotoni in un minuto con un grande telescopio oppure i medesimi 1000 fotoni in un'ora con un piccolo telescopio, il valore di σ sarà lo stesso. Osservazioni ripetute mostreranno una distribuzione con un valor medio $\mu=1000$ fotoni e una dispersione pari a $\sigma\cong 32$ fotoni.

(nota: per valori molto bassi della media, minore di alcune dozzine, l'istogramma non risulta simmetrico – poiché non si possono, ovviamente, avere conteggi negativi, si otterrà, pertanto, una forma dell'istogramma approssimata da una distribuzione di Poisson, invece di una gaussiana. Per tutte le misure astronomiche che discuteremo in questa sede, il valore dei conteggi sarà tale che gli istogrammi potranno essere approssimati da una gaussiana).

Ora si può facilmente comprendere la relazione tra segnale e S/N. Se vengono conteggiati ***n*** fotoni, il rumore sarà $\sqrt{n}$, così che risulta:

$$\frac{S}{N} = \frac{n}{\sqrt{n}} = \sqrt{n} \qquad (20.3)$$

Se conteggiamo 1000 fotoni da una sorgente costante, sia in 1' con un grande telescopio che in 1h con uno piccolo, la dispersione di misure ripetute (assumendo, naturalmente, una sorgente costante) sarà $\sqrt{1000} \approx 32$ e il S/N risulterà pari a ~32.

20.2. Applicazione a misurazioni astronomiche reali

In tal modo, il rumore è proprio la radice quadrata del numero di fotoni conteggiati. Si noti che ciò si applica ai fotoni realmente rivelati. Se un milione di fotoni colpiscono il rivelatore, ma questo presenta un QE pari all'1%, di modo che questo rivela solo l'1% dei fotoni incidenti (o 10000), allora il S/N risulta pari a 100 $\left(=\sqrt{10^4}\right)$, e non a 1000 $\left(=\sqrt{10^6}\right)$.

Questo, in un modo o nell'altro, sembra troppo facile, ed in effetti lo è! Se si rivelano ***n*** fotoni da una stella, e questi sono i soli che riveliamo, si è davvero realizzata una misura con un $S/N = \sqrt{n}$. Di solito, quanto appena detto non è del tutto vero. Il problema sorge perché non misuriamo solo la luce che proviene dalla *stella* – infatti riceviamo anche i fotoni dal fondo *cielo* (spesso detto lo sfondo del *cielo* (background), ma la maggior parte dei fotoni dal *cielo* si originano o sono alla fine dispersi nell'atmosfera terrestre, e perciò sono "in primo piano"). I

fotoni che misuriamo nell'apertura *stella+cielo* non portano etichette che ne indichino l'origine ("*dalla stella*" oppure "*dal cielo*"). Così dobbiamo misurare la *stella+cielo* e quindi misurare il contributo del *cielo* separatamente, in modo da poter sottrarre il suo contributo per ottenere quello della sola *stella*. Il guaio è che ***entrambe*** le misure contengono errori che si combinano quando si tenta di isolare i conteggi dalla sola *stella*.

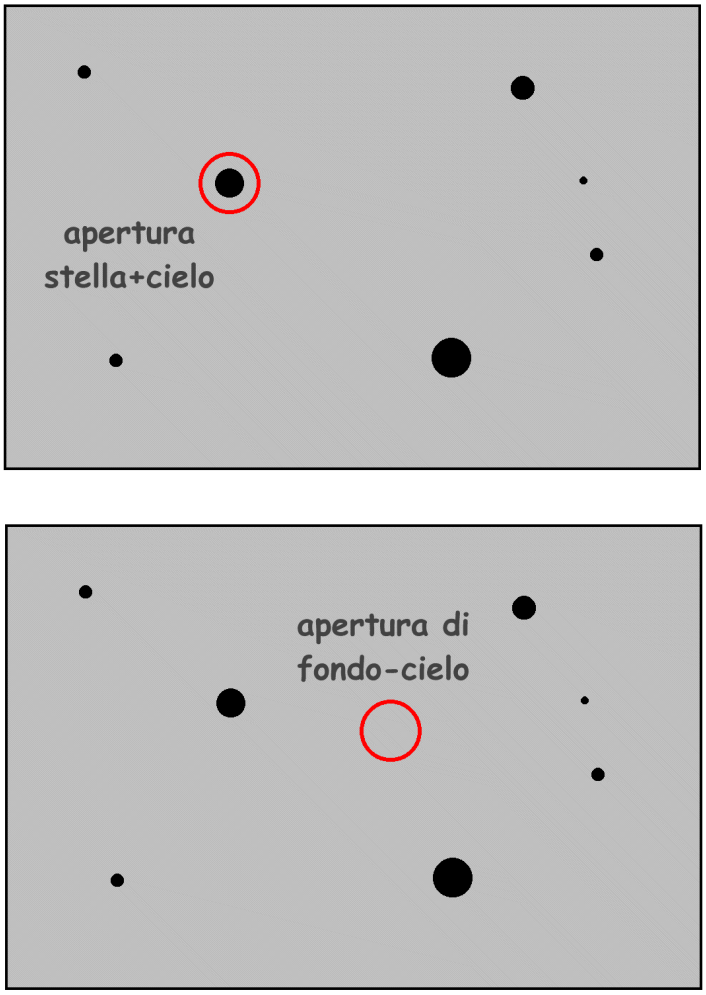


Figura 20.2. Apertura di *Stella+cielo* ed apertura di *cielo*. Questo è il semplice "modello di fotometro" di misurazione del fondo-cielo, poichè il *stella+cielo* ed il *cielo* sono misurati con la stessa apertura circolare. Come discusso altrove, un CCD permette di utilizzare altre aperture di misurazione per misurare il cielo (quale, ad es., un anello di *cielo* intorno alla stella che viene misurata).

Esaminiamo una semplice misura di fotometria astronomica: si desidera misurare il valore del conteggio relativo ad una singola *stella* isolata. Assieme alla luce proveniente dalla *stella*, riceviamo pure fotoni dal *cielo*, cosicché dobbiamo misurare il tasso di conteggi di fondo dal *cielo* e sottrarli dalla misurazione della *stella+cielo*. Ci sono molti modi per misurare il *cielo* – per semplicità assumiamo di considerare un modello di fotometro a canale singolo (PMT; le medesime misure possono essere fatte su un'immagine CCD). Così si misurano i conteggi all'interno di due aperture circolari di una determinata dimensione angolare (tipicamente da 10 a 20 secondi d'arco per un PMT).

Per una misura, orientiamo il telescopio in modo da centrare la *stella* nell'apertura - per l'altra spostiamo un po' il telescopio in modo che l'apertura riceva soltanto la luce dal *cielo*, in prossimità della *stella*.

Possiamo analizzare quantitativamente il S/N di questa osservazione nel modo seguente: la quantità che desideriamo misurare è rappresentata da C_{stella}, il numero di conteggi dovuti alla sola *stella*. (per ora si assume di fare integrazioni lunghe 1 secondo). Tuttavia, possiamo direttamente misurare soltanto la somma dei conteggi dalla *stella* e dal *cielo* ($C_{stella+cielo}$) nell'apertura di *stella+cielo* e quella dei conteggi dal *cielo* (C_{cielo}) nell'apertura del cielo. Nell' apertura che contiene la *stella+cielo*, non c'è modo di distinguere, nel conteggio, i fotoni che provengono dal *cielo* da quelli che provengono dalla *stella*. Possiamo usare soltanto la misura nell'apertura del *cielo* per valutare il contributo del *cielo* nella misura relativa all'apertura di *stella+cielo*. Ovviamente, la quantità che desideriamo stimare risulta data da:

$$C_{stella} = C_{stella+cielo} - C_{cielo} \qquad (20.4)$$

Si noti che quando misuriamo la stella non possiamo fare a meno di riprendere anche i conteggi dal cielo nell' apertura. Quindi, non possiamo misurare direttamente C_{stella} da sola.

La stima del rumore è un poco più complicata. Per ora, assumiamo che l'unica sorgente di disturbo sia rappresentata dalle statistiche delle misurazioni dei conteggi e che il guadagno sia 1, ovvero che, ad ogni fotone conteggiato, corrisponda un contributo 1 nella misurazione e quindi nella valutazione del dato della misura. (In realtà, naturalmente, ci saranno altre sorgenti di rumore oltre al semplice rumore fotonico, ma, per ora, le ignoreremo.) Il rumore all'interno dell'apertura *stella+cielo* risulta allora $\sqrt{C_{stella+cielo}}$ ed il rumore nell'apertura relativa al *cielo* vale $\sqrt{C_{cielo}}$.

Il rumore o incertezza nella misura di C_{stella}, facendo uso delle regole solite relative alla propagazione degli errori, risulta:

$$N = \sqrt{C_{stella} + 2 \cdot C_{cielo}} \qquad (20.5)$$

Di modo che l'equazione generale del rapporto segnale/rumore (S/N) è data da:

$$\frac{S}{N} = \frac{C_{stella}}{\sqrt{C_{stella} + 2 \cdot C_{cielo}}} \qquad (20.6)$$

si può meditare sulla necessità del "2" nella suddetta equazione in quanto siamo costretti a misurare due volte il *cielo*: una volta con la stella ed un'altra da solo. (Nota avanzata: per un CCD, possiamo misurare il *cielo* da solo in una regione più grande rispetto a quella in cui misuriamo l'apertura di *stella+cielo*. Ciò darà luogo ad una misura migliore del cielo da solo, con

la conseguenza che il "2" che compare nell'equazione potrà essere sostituito da un numero più piccolo di 2, ma sempre maggiore di 1 – perché dobbiamo ancora considerare la misura del *cielo* nell'apertura di *stella+cielo*.)

Se il segnale della *stella* è molto maggiore del segnale del *cielo*, allora il rumore si semplifica a $\sqrt{C_{stella}}$, semplicemente la radice quadrata di ***n***. Quando, invece, il segnale della *stella* è piccolo in confronto al segnale del *cielo* (l'argomento per la misurazione delle stelle), il disturbo è completamente dominato dalla luminosità del *cielo* e può essere approssimato con $\sqrt{2 \cdot C_{cielo}}$.
È importante comprendere che, in questo esempio, il rumore non ha niente a che fare con il fatto che, utilizzando un fotometro a canale singolo (quale un PMT), le 2 aperture non vengano misurate simultaneamente. La stessa analisi si applica ad una misura con un CCD, in cui l'apertura relativa al *cielo* e quella relativa alla *stella+cielo* sono osservate simultaneamente. (Si noti che se lo sfondo del *cielo* varia nel tempo su una scala temporale simile a quella che intercorre tra le due misure d'apertura per un PMT, il risultato sarà inaffidabile ed errato.)

Per oggetti deboli, C_{cielo} è sempre molto più grande di C_{stella}. (nota: diciamo che una *stella* debole è "più debole rispetto al *cielo*". Ciò spesso confonde quando lo si sente dire per la prima volta. Come può una *stella* essere più debole del *cielo*? Ciò significa semplicemente che la quantità di luce dalla sola *stella* è minore della quantità di luce proveniente da un'area di *cielo* delle dimensioni dell'immagine della *stella*.)

Quanto appena detto dimostra quantitativamente il ruolo dominante della luminosità del *cielo* nella determinazione del rapporto *segnale/rumore* quando si fa fotometria di oggetti deboli. In un altro capitolo si discuteranno in maggiore dettaglio le sorgenti di luminosità del *cielo*.

Per ottenere un migliore rapporto segnale/rumore, si può sempre aumentare il segnale (usando un telescopio più grande o un tempo di integrazione più lungo), oppure, si può tentare di diminuire il rumore. Un modo ovvio per far diminuire il rumore consiste nell'osservare da un sito più buio. Ottenere un cielo buio è il motivo per cui gli osservatori sono costruiti lontano dalle luci delle città e la ragione per cui gli astronomi premiano il "tempo di oscurità" le ore della notte durante le quali la Luna non illumina il cielo.

Quando si fa fotometria usando un fotometro a canale singolo (o le equivalenti misure di apertura su un'immagine CCD), l'apertura deve essere grande in confronto al disco del seeing, in modo da ottenere *tutta* la luce dalla *stella*.

Difatti, un altro modo di abbassare il rumore consisterebbe nell'usare un'apertura più piccola, poiché, in tal caso, C_{cielo} sarà minore. Ma con un fotometro a canale singolo questo comporta problemi reali, in quanto una piccola apertura, paragonabile al *FWHM* del seeing, farebbe

perdere una frazione significativa della luce dalla *stella*. Se il seeing fosse perfettamente costante durante la notte e nelle differenti aree nel *cielo*, una piccola apertura potrebbe essere accettabile (poiché stiamo semplicemente misurando il rapporto dell' oggetto rispetto ad uno standard e la piccola apertura otterrebbe la stessa frazione della luce sia dall'oggetto che dallo standard), ma, purtroppo, il seeing è variabile. Inoltre, una piccola apertura renderebbe più ardua l'impresa di tenere la *stella* centrata esattamente nell'apertura, di modo che le irregolarità nell'inseguimento causerebbero una cospicua perdita di segnale. Con un CCD, in cui possiamo misurare il seeing e dove misuriamo simultaneamente il *cielo* e l'*oggetto*, possiamo usare piccole aperture per le nostre misure. Tuttavia, se usiamo una piccola apertura, dobbiamo fare attenzione apportando le necessarie correzioni per la luce che cade al di fuori dell'apertura. Questa tecnica è chiamata *correzione d'apertura* e sarà discussa nel capitolo su "Misure strumentali di magnitudine".

Come cambia il S/N in funzione del tempo di integrazione? Possiamo scrivere i segnali $C_{stella}=t\cdot R_{stella}$ e $C_{cielo}=t\cdot R_{cielo}$, dove $\boldsymbol{t}$ rappresenta il tempo di integrazione in secondi e $\boldsymbol{R}$ il tasso di conteggio in conteggi per secondo. Facendo lo stesso per l'apertura relativa al *cielo*, possiamo scrivere il S/N come:

$$\frac{S}{N}=\frac{t\cdot R_{stella}}{\sqrt{t\cdot R_{stella}+2\cdot t\cdot R_{cielo}}}=\sqrt{t}\cdot\frac{R_{stella}}{\sqrt{R_{stella}+2\cdot R_{cielo}}} \qquad (20.7)$$

di modo che la dipendenza del S/N dal tempo di integrazione $\boldsymbol{t}$ risulta:

$$\frac{S}{N}\propto\sqrt{t} \qquad (20.8)$$

Il S/N risulta, perciò, proporzionale alla radice quadrata del tempo di integrazione. Per migliorare il S/N di un fattore 2, dobbiamo osservare per un tempo 4 volte più lungo. Più lunga è la posa, maggiore è il segnale del cielo (e quindi disturbo del *cielo*), ma il S/N aumenta perché il segnale dalla stella aumenta linearmente con il tempo, mentre il rumore del *cielo* aumenta soltanto come la radice quadrata del tempo di esposizione. Come cambia il S/N con l' apertura del telescopio? Aumentando il diametro (D_{tel}) del telescopio primario di un fattore 2 si aumenta l'area di raccolta di un fattore 4. Quindi, è facile dimostrare che, per un dato tempo di integrazione,

$$S/N\propto D_{tel} \qquad (20.9)$$

Le equazioni 20.8 e 20.9 rappresentano esempi di quelli che si dicono "problemi di rapporto". Si Veda l'appendice B.

20.3. La combinazione delle osservazioni

Supponiamo di voler osservare una stella ed ottenere un rapporto S/N di 96. Per semplicità, si assuma che la stella sia molto più luminosa del fondo-cielo, di modo che questo si possa ignorare assieme al rumore del fondo-cielo, l'unica sorgente di rumore sarà allora quella data da $\sqrt{n}$, originata dal conteggio ***n*** dei fotoni rivelati provenienti dalla stella. Tutto ciò che dobbiamo fare consiste nel raccogliere ~ $n=96^2=9216$ fotoni per ottenere il rapporto S/N richiesto. Un modo di realizzare l'osservazione consiste nel misurare il tasso approssimato di conteggio, e quindi effettuare una singola osservazione di durata sufficientemente lunga così da ottenere circa *9216* fotoni. Tuttavia, può darsi che una tale esposizione sia così lunga da catturare l'impatto di diversi raggi cosmici, oppure che il telescopio non riesca ad inseguire con precisione per tutto il tempo di posa richiesto.

Che cosa accadrebbe al rapporto S/N se dividessimo l'esposizione in più parti?

Diciamo di dividere l'esposizione in 9 intervalli uguali, con una durata totale uguale a quella necessaria per raccogliere 9216 fotoni. In media, ciascuna di queste esposizioni più brevi raccoglierebbe 1024 conteggi, di modo che il S/N di ogni esposizione breve sarebbe 32. Dovremmo, naturalmente, mediare il numero di conteggi rilevati nelle 9 pose brevi. L' errore nella media delle 9 misure sarebbe:

$$\sigma_{media} = \frac{\sigma_{individ}}{\sqrt{n_{media}}} \qquad (20.10)$$

dove il $\sigma_{individ}$ rappresenta la dispersione nelle brevi esposizioni individuali e n_{media} è semplicemente il numero di tali brevi esposizioni. Inserendo dei numeri, si vede che il tasso medio di conteggio dovrebbe essere 1024, ed il σ_{media} 10,666, in tal modo il S/N dell'osservazione effettivamente sarebbe 96.

Quindi, finché ci si limita a considerare il rumore fotonico, non ha importanza se raccogliamo i fotoni in un'unica osservazione di tempo di esposizione ***t***, o in un numero ***n*** di osservazioni di durata ***t/n***. ***Se domina il rumore fotonico, il rapporto S/N dipende soltanto dal numero totale di fotoni rilevati***. Anche se, nell'esempio appena presentato, si presuppone che il rumore fotonico del *cielo* risulti trascurabile, è facile dimostrare che lo stesso risultato si applica quando si hanno *stelle* più deboli ed il rumore fotonico del *fondo-cielo* diviene dominante.

D'altra parte, se sono predominanti altre sorgenti di disturbo, allora il rapporto S/N finale potrebbe dipendere da come si divide l'esposizione. Come esempio estremo, si assuma che il *rumore di lettura* (*readout*) risulti molto elevato in confronto al rumore fotonico. Si ha un rumore di lettura (N_{read}) ogni volta che si leggono i dati dal CCD. Prendendo i numeri dall'esempio precedente, il rumore, nel caso dell'esposizione unica, sarebbe $\boldsymbol{N_{read}}$, di modo che il S/N risulterebbe $9216/N_{read}$.

Per le 9 esposizioni separate, il rapporto S/N di ciascuna esposizione individuale sarebbe $1024/N_{read}$ ed il S/N della media sarebbe $(3 \cdot 1024)/N_{read}$, che è 3 volte più basso che per la singola lunga esposizione. Pertanto, ***quando predomina il rumore di lettura*** - o un altro tipo di rumore che sia indipendente dalla durata dell'esposizione - ***si devono riprendere pose lunghe***, non sommarne di brevi!

In qualunque situazione reale, si devono fare i calcoli per vedere qual è il tempo di esposizione migliore. Tuttavia, questo problema non ha, solitamente, una risposta finale univoca. Per esempio, se i raggi cosmici producono un segnale molto scadente in un particolare chip, si può optare per la scelta di molte pose brevi, che possono non risultare ottimali per le considerazioni di rapporto S/N. Con molte pose corte, la probabilità di avere un raggio cosmico sovrapposto all'oggetto della ripresa è altrettanto grande quanto di averlo in un'esposizione della stessa durata totale. Tuttavia, se si riprendono pose brevi separate, si possono rigettare tutte quelle esposizioni che manifestano la presenza di un raggio cosmico, salvando la maggior parte dei dati, mentre la presenza di un raggio cosmico su una lunga esposizione richiederebbe di cancellare del tutto l'intera esposizione di lunga durata. Per le pose brevi, si deve anche considerare il tempo necessario alla lettura dei dati dal circuito integrato del CCD e per scrivere i dati su disco n volte, in contrasto con soltanto una sola di tali penalizzazioni di tempo nel caso di una lunga esposizione. Questo tempo trascorso con l'otturatore chiuso viene detto *overhead*.

Per piccoli telescopi e filtri a banda larga, specialmente nelle condizioni di fondo-cielo luminoso che si incontrano spesso con tali strumenti, i conteggi di fotoni provenienti dal cielo sono così elevati che dominano sul rumore di lettura dei dati o su altre sorgenti di rumore, anche nel caso di pose brevi. Pertanto, non si paga un prezzo significativo in termini di rapporto S/N (tranne che nell'aumento di *overhead*) se si riprendono e poi, successivamente, si combinano molte pose brevi con simili telescopi. Questo presenta i vantaggi dati dal fatto che gli errori di inseguimento durante la posa risultano meno pronunciati e, inoltre, le successive immagini possono essere allineate (messe a registro) prima della loro combinazione eliminando tutte le piccole oscillazioni dovute agli errori di inseguimento.

20.4. Quanto in là ci si può spingere nella magnitudine limite?

In teoria, persino un piccolo telescopio può osservare oggetti molto deboli, semplicemente estendendo la durata dell'osservazione per un tempo molto lungo. Prima dell'avvento dei CCD, le esposizioni potevano protrarsi per diverse notti ed a volte venivano realizzate esponendo la lastra fotografica per un'intera nottata, otturandola alla fine della seduta, e iniziando con l'esposizione della stessa lastra in una notte successiva! Per la natura digitale delle immagini CCD, che ne consente la combinazione per mezzo di un elaboratore, è molto più facile da realizzare l'equivalente delle pose multi-notte.

In realtà, naturalmente, ci sono limiti pratici a quanto in là ci si può spingere nell'osservazione di oggetti deboli, con un dato strumento e da un determinato sito di osservazione. Nessuno desidererebbe trascorrere un anno, un mese, o forse persino una settimana ad osservare un singolo campo.

La possibilità di combinare le immagini CCD per raggiungere magnitudini assai elevate (oggetti molto deboli) è stata presentata in un recente articolo di *Sky and Telescope*, la famosa rivista astronomica americana, in cui si dimostra che un'immagine ripresa con un telescopio amatoriale ha raggiunto una magnitudine di circa 24, un limite che si è soliti associare a telescopi di 4 metri di diametro, posti in buoni siti di osservazione! Per ottenere questa immagine, sono state riprese e sommate diverse centinaia di riprese dello stesso campo, per un tempo di esposizione totale di alcune decine di ore.

Ulteriori letture

1. Signal to Noise Connection - M. V. Newberry - CCD Astronomy, estate 1994, (numerosi errori di stampa nelle equazioni)
2. Signal to Noise Connection II - M. V. Newberry - CCD Astronomy, autunno 1994, (numerosi errori di stampa nelle equazioni)
3. Going to the Limit - Sky and Telescope, maggio 1999.

Capitolo 21

21. Quanti conteggi? Quale magnitudine limite?

21.1. Quanti conteggi?

Quanti conteggi misureremo da una stella di data grandezza con la nostra particolare strumentazione e dal nostro sito di osservazione? Come discusso in precedenza, i fotoni incontrano una molteplicità di ostacoli nel loro viaggio dallo spazio esterno fino all'elettronica di lettura del CCD!

Si può, però, valutare quantitativamente l'effetto di questi ostacoli e stimare il numero di fotoni che vengono rilevati da una data stella. Prendiamo, ad esempio, Vega, i cui dati fotometrici assoluti sono noti (possiamo scalare facilmente a partire da Vega ad altre stelle stimandone le magnitudini.) In primo luogo, si deve determinare l'energia o il flusso di fotoni da Vega al di fuori dell'atmosfera. Ovviamente, tale flusso varia con la lunghezza d'onda, λ. Per λ=5556 Å, al centro della banda spettrale V, il flusso di fotoni da Vega (che chiameremo P_{Vega}) è di circa 970 fotoni per centimetro quadrato per angstrom (si veda l'articolo cui si fa riferimento nel capitolo "Imaging, spettrofotometria e fotometria"). Il numero di fotoni raccolti dal telescopio è funzione, come è ovvio, dell'apertura netta del telescopio ($\boldsymbol{A}_{tel}$, misurato in cm^2) e della larghezza del filtro passa-banda (si assuma un filtro, con trasmissione del 100% in un intervallo di lunghezza d'onda $\boldsymbol{\Delta\lambda}$, misurata in Å.). Per ogni riflessione su una superficie alluminata soltanto una frazione $\boldsymbol{r}$ della luce viene trasmessa attraverso il sistema ottico. Ogni passaggio di luce attraverso il vetro permette la trasmissione soltanto di una frazione $\boldsymbol{t}$ della luce. Indichiamo con $\boldsymbol{n}$ il numero di riflessioni e con $\boldsymbol{m}$ il numero di trasmissioni. Il CCD rileva soltanto una frazione $\boldsymbol{Q}$ dei fotoni che incidono su di esso. L' atmosfera assorbe un po' di luce, e tale comportamento è caratterizzato dal coefficiente di estinzione $\boldsymbol{K}$ e dalla massa d'aria $\boldsymbol{X}$.

Considerando tutto quanto detto, si vede che:

$$fotoni\ rivelati = P_{Vega} \cdot Q \cdot A_{tel} \cdot \Delta\lambda \cdot r^n \cdot t^m \cdot 10^{-0,4 \cdot K \cdot X} \qquad (21.1)$$

Il numero reale di conteggi letti dal CCD sarà dato dal numero di fotoni rivelati divisi per il guadagno del CCD.

Naturalmente, tutti i fattori nell'equazione sopra dipendono dalla lunghezza d'onda e una valutazione precisa dovrebbe prendere tutto questo in considerazione. Per la stima, si assume che tutte le quantità sopra considerate siano costanti almeno all'interno della banda V considerata (o, per lo meno, che esse varino linearmente con la lunghezza d'onda, di modo che il valore al centro della banda passante rappresenti una buona stima del valor medio.) Valutando la larghezza dell'intervallo di lunghezze d'onda passanti del filtro V come se fosse un passa-banda con trasmissione del 100% (cosa che naturalmente non è), e assumendo $r = t = 0,9$ (l'alluminio appena depositato presenta un coefficiente di riflessione ***r*** di valore pari a circa 0,92), prendendo *n=2* (specchi primario e secondario) e *m=2* (lente correttrice del telescopio e finestra ottica del CCD), ci possiamo mantenere entro il 20% del numero effettivo di conteggi rilevato.

Ottenere una stima migliore di questa richiede la misurazione della riflettanza degli specchi del telescopio (che varia in funzione del tempo con l'età dell'alluminatura), della trasmissione dei componenti di vetro, dell'esatta QE (efficienza quantica) del CCD e così via. Tutte cose che, di solito, sono fastidiose e difficili a farsi.

21.2. Il calcolo della magnitudine limite

Se si desidera conoscere la magnitudine della stella più debole che si possa rilevare con una data strumentazione, il modo migliore è riprendere un campo con stelle deboli e di magnitudine nota e osservare quali di esse si riesce a rilevare. Oltre a questo approccio pragmatico, ora possediamo anche tutti gli strumenti per un calcolo "teorico" della magnitudine limite che si può essere raggiunta con un dato telescopio ed un determinato CCD. I particolari possono essere considerati ed approfonditi in un'esercitazione sull'argomento specifico.

Qui si delinea una traccia relativa allo svolgimento dei calcoli:

1. Si stima il *tasso di fotoni rivelato*, utilizzando l'approccio visto nella sezione precedente.
2. Si seleziona la *dimensione dell'apertura* per la misura della stella (ad esempio un diametro di 3 secondi d'arco per un seeing tipico).

3. Si deve ottenere una *stima ragionevole della luminosità del cielo* con il filtro che si sta utilizzando. Questo, naturalmente, varia con le condizioni atmosferiche, l'illuminazione lunare, e così via, ma si può valutare la luminosità del cielo usando la tecnica accennata nel capitolo intitolato "Cielo notturno, cielo luminoso".

4. Dalle dimensioni dell'apertura, dalla luminosità del cielo e dal tasso di conteggio per una data magnitudine, si può calcolare il *tasso di fotoni rivelati all'interno dell'apertura di cielo* considerata. Occorre essere sicuri di considerare l'intera area all'interno dell'apertura.

5. Per un *dato tempo di esposizione*, *t*, si può determinare il numero di fotoni rilevati all'interno dell'apertura.

6. Una volta che si conosce il numero di fotoni rilevati, si può *calcolare il rumore*, nel modo discusso nei capitoli precedenti, e quindi considerare che *la stella più debole che è possibile rilevare abbia 5 volte il valore del conteggio relativo al rumore*.

7. Una volta che è noto il numero di fotoni rilevati dalla stella più debole, si può risalire al *calcolo della magnitudine limite utilizzando la relazione tra fotoni rivelati e magnitudine*.

Se si fa attenzione ad immettere i dati nella suddetta espressione, si può produrre una stima ragionevolmente accurata della magnitudine limite. Chi ha iniziato la pratica di misurazioni astronomiche con le lastre fotografiche, resta impressionato che si possa determinare la magnitudine limite in questo modo - sarebbe altrimenti molto difficile se non impossibile fare la medesima cosa con una lastra fotografica. Il punto chiave, naturalmente, è che stiamo effettuando il conteggio dei fotoni con un CCD e che comprendiamo le caratteristiche del rumore prodotto dal loro conteggio.

Capitolo 22

22. I Filtri

I filtri sono utilizzati per limitare l'insieme di lunghezze d'onda che compongono la radiazione elettromagnetica (REM) incidente sul rivelatore. Per i CCD ottici, ci sono due tipi principali di filtri: i filtri di vetro colorato e quelli interferenziali. I primi utilizzano colorazioni chimiche per limitare le lunghezze d'onda passanti. La maggior parte dei vetri colorati lascia passare la luce al di sopra (o al di sotto) di una determinata lunghezza d'onda. Per realizzare un filtro passa-banda, come uno dei filtri UBV, che presentano tagli sia a lunghezza d'onda alta che bassa, si combinano, unendoli, due vetri. Per esempio, per realizzare un filtro V, che trasmette la luce

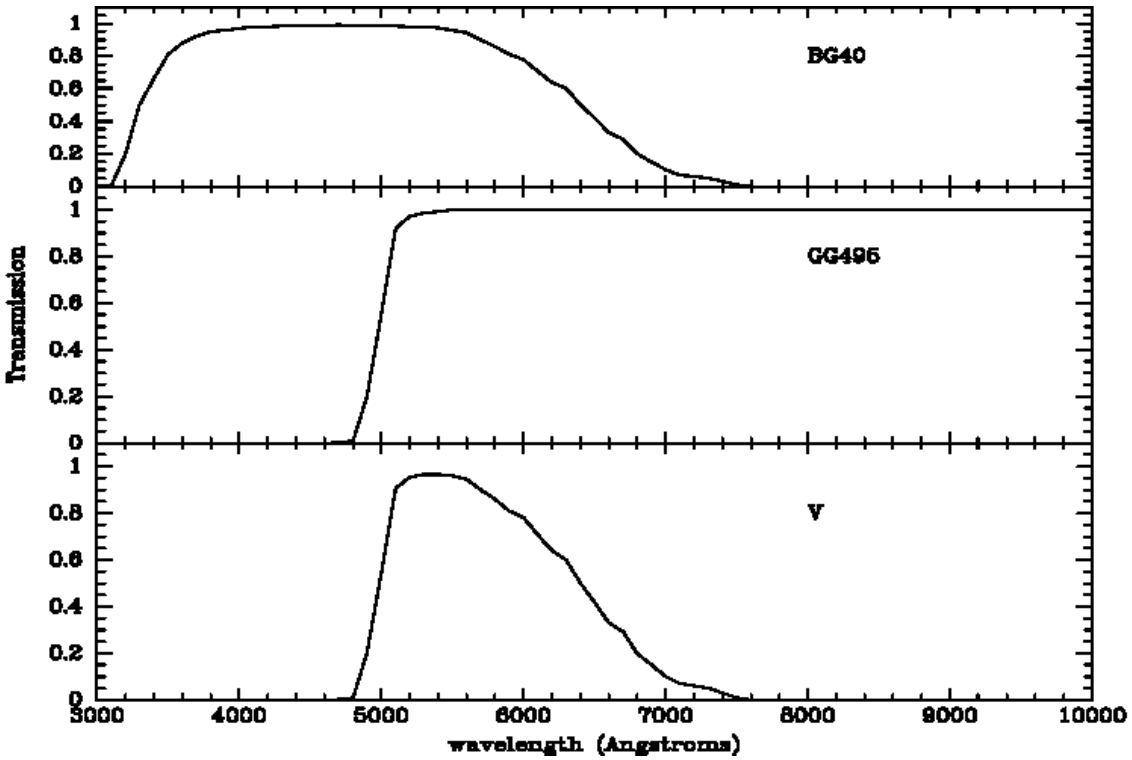


Figura 22.1. Trasmissione di un tipico filtro V, realizzato con due diversi strati di vetro colorato. In alto: curva di trasmissione di un pezzo di vetro BG40. Al centro: curva di trasmissione di un vetro GG495. In basso: la curva di trasmissione di un tipico filtro V, realizzato con due strati dei vetri in precedenza descritti.

compresa tra circa 5000 Å fino a 6000 Å, si mettono insieme un filtro che blocca la luce al di sotto di 5000 Å, ma lascia passare quella a lunghezze d'onda maggiori, ed un filtro che trasmette la luce al di sotto di circa 6000 Å, ma blocca le lunghezze d'onda maggiori. Si confronti la figura 22.1 che mostra la curva di trasmissione di un tipico filtro V, mostrando le trasmissioni di ciascun vetro e quella di entrambi uniti assieme. I vetri vengono solitamente cementati mediante collante ottico, che elimina due interfacce aria-vetro.

I vetri colorati non possono essere usati per realizzare filtri a banda stretta, perché la transizione dalla banda di trasmissione a quella di arresto è solitamente larga circa 100 Å o anche di più. Per le applicazioni a banda stretta, o comunque per realizzare filtri con curve di trasmissione che presentano bordi ripidi ed aguzzi, si impiegano i filtri ad interferenza. Questi si compongono di parecchi strati di materiale parzialmente trasmittente, separati da qualche frazione di lunghezza d'onda della luce che il filtro è destinato a lasciar passare. La luce delle diverse lunghezze d'onda o è eliminata oppure viene lasciata passare da tutti gli strati a causa degli effetti di interferenza, che, naturalmente, dipendono dalla stessa lunghezza d'onda. Usando parecchi strati di materiale, i fabbricanti di filtri possono realizzare un'ampia varietà di larghezze di banda.

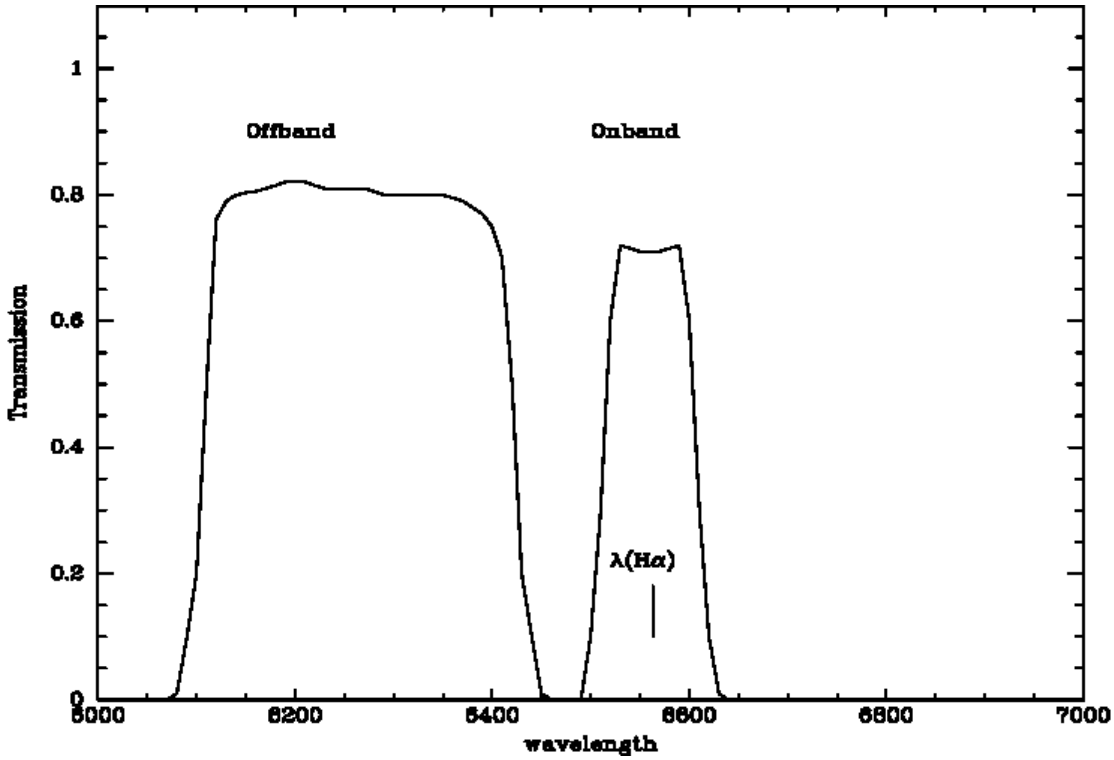


Figura 22.2. Bande passanti di un tipico set di filtri impiegati per riprendere immagini nella riga H_α. Il filtro passante (onband) trasmette la radiazione H_α e quella del continuo, mentre il filtro di arresto (offband) lascia passare solo la radiazione dello spettro continuo in prossimità della linea H_α. Quando si osservano galassie esterne, si utilizza, per galassie in diversi intervalli di redshift, un insieme di filtri onband con diverse lunghezze d'onda centrali, in quanto la lunghezza d'onda della linea di emissione H_α è diversa in funzione del redshift.

Un impiego tipico per un filtro interferenziale è quello della ripresa di oggetti nella luce di una riga di emissione particolare. La figura 22.2 mostra una tipica risposta di un filtro interferenziale che può essere utilizzato nella ripresa della linea di emissione H_α dalle regioni *HII* in una vicina galassia. La banda passante del filtro lascia passare la luce H_α, più la luce dello spettro continuo all'interno dell'intervallo passa-banda del filtro.

Per ottenere un'immagine della sola riga di emissione, abbiamo bisogno di un'immagine, con lunghezze d'onda al di sopra o al di sotto della riga H_α, nella sola componente continua. Questa immagine nel continuo viene quindi utilizzata per simulare quella del continuo che si trova all'interno della banda passante del filtro e la si sottrae all'originale acquisito con il filtro interferenziale: l'immagine che si ottiene è quella dovuta alla riga di emissione H_α pura.

Esistono molte ricette per realizzare i filtri UBVRI standard per mezzo della combinazione dei vari vetri colorati.

Per riprodurre accuratamente i filtri passa-banda standard, i vetri devono essere selezionati in modo che il prodotto della *trasmissione del filtro*, della curva di *efficienza quantica* (QE) del rivelatore e della *trasmissione atmosferica* corrispondano allo standard. È impossibile riprodurre esattamente la curva standard, ma questo non è necessario – come si è in precedenza discusso, *le osservazioni di stelle standard vengono utilizzate per calibrare le differenze tra i passa-banda standard e quelli del sistema con cui operiamo.*

Sebbene il/i sistema/i UBVRI (ne esistono diverse differenti versioni, in particolare dei filtri R e I) sia/siano il sistema ottico meglio conosciuto, ne esistono diversi altri. Alcuni sono stati specificatamente progettati per risolvere un determinato problema astrofisico, altri per l'adattamento con un particolare rivelatore. Un sistema che, con ogni probabilità, diverrà importante in futuro è quello u'g'r'i'z' che è stato impiegato nello *Sloan Digital Survey*. Questa mappatura CCD di una frazione significativa della volta celeste dovrebbe produrre accurate stime di magnitudine e di colore per molti milioni di oggetti. (confronta www.sdss.org ed i collegamenti correlati per i dettagli sul SDSS e sul sistema di filtri impiegato).

Ulteriori letture

1. UBVRI Filters for CCD Photometry - M. Bessell - CCD Astronomy - autunno 1995
2. Photometric Systems - M. Bessell - Stellar Astronomy - Current Techniques and Future Developments - di C. J. Butler and I. Elliott (QB 135.I577)

Capitolo 23

23. Stelle standard per la fotometria

Lo standard primario di magnitudini per il sistema UBV è costituito da un gruppo di 10 stelle brillanti, visibili ad occhio nudo, comprese tra la 2ª e la 5ª magnitudine. Le magnitudini di queste stelle definiscono il sistema di colori UBV.

Si potrebbe pensare che sia sufficiente osservare una, o più, di queste stelle dello standard primario insieme ai nostri oggetti per calibrare il nostro sistema fotometrico. Beh, non è proprio così, in quanto tale sistema non funzionerebbe per due motivi:

1. le stelle primarie sono troppo brillanti ed il loro flusso di fotoni saturerebbero ben presto le nostre ccd
2. poiché ci sono solo 10 stelle primarie, di norma esse non capiteranno quasi mai vicino al nostro campo di ripresa.

Anziché utilizzare direttamente gli standard primari, si usa allora una serie di stelle standard secondarie, le cui magnitudini sono state accuratamente misurate paragonandole a quelle delle stelle primarie.

Per osservazioni su larga banda (sistema di filtri UBVRI) le stelle standard oggi utilizzate più di frequente sono quelle derivate dal lavoro dell'astronomo Arlo Landolt. Landolt ha dedicato molti anni della sua vita a misurare le magnitudini di gruppi di stelle standard. Non è stato sicuramente un progetto blasonato, ma sicuramente tutti noi dobbiamo ringraziare Arlo quando facciamo delle misure fotometriche.

Cosa fa, di una stella, una stella standard ?

1. Una stella standard non deve essere variabile! Utilizzare una stella variabile come standard sarebbe come misurare una distanza con un metro elasticizzato! (sarebbero necessarie molte notti di osservazione per rilevarne la variabilità. Comunque non si può mai essere assolutamente certi che una particolare stella sia costante, ed in realtà

alcune volte una variabilità è stata scoperta in stelle ritenute stabili. Tuttavia, osservando le stelle standard, gli effetti di una variabilità sconosciuta prima o poi si evidenziano).

2. Le stelle standard devono essere di una magnitudine tale da non saturare la ccd utilizzata, ma devono essere sufficientemente luminose da fornire un buon rapporto segnale/rumore (S/N = *signal to noise*) anche in brevi esposizioni (per telescopi molto grandi molte stelle di Landolt sono troppo luminose).

3. Teoricamente, un gruppo di stelle vicine tra loro deve coprire un ampio intervallo di colori. Vedremo in seguito come utilizzare stelle di diverso colore per calibrare la nostra strumentazione. Sempre in teoria, dovremmo essere in grado di riprendere un buon numero di stelle di diverso colore in una singola immagine ccd. Un set di stelle standard deve pertanto rendere possibile quanto detto in funzione del nostro campo visivo.

4. Le stelle standard vanno scelte sulla volta celeste in modo da coprire un ampio intervallo di masse d'aria (stelle standard al polo nord celeste non vanno bene per determinare l'estinzione). Le stelle standard di Landolt sono collocate sulla volta celeste a declinazioni raggiungibili dai telescopi di entrambi gli emisferi, e sono sparse in ascensione retta in modo da avere sempre qualche stella standard a ragionevoli angoli dallo zenit. Molte stelle di Landolt sono vicine all'equatore celeste, e gruppi di stelle sono collocati approssimativamente ogni ora di ascensione retta.

La scelta di stelle standard dalla lista di Landolt deve essere effettuata con oculatezza per dare i migliori risultati. Un numero significativo di stelle di Landolt sono state osservate poche volte e non devono essere usate come standard. Nella lista di Landolt, la colonna n indica il numero di volte che la stella è stata osservata, mentre la colonna m indica il numero di notti diverse; le ultime colonne riportano l'errore medio nella stima.

Stelle con poche osservazioni, anche se hanno piccoli errori, potrebbero essere variabili. I migliori set di stelle standard per un campo ccd si ottengono combinando stelle ben osservate e con un' ampia gamma di colorazioni. Le ore spese studiando il catalogo di Landolt e le cartine di puntamento (di giorno, prima di andare al telescopio!) saranno ripagate da una buona scelta di stelle standard per la calibrazione.

Teoricamente le stelle standard dovrebbero essere di una luminosità tale da fornire una immagine ben esposta con tempi compresi tra 10 e 30 secondi (..omissis..). Si potrebbero utilizzare anche tempi minori, ma per evitare di cadere nella curva di risposta non lineare del

ccd o per evitare inevitabili inaccuratezze nei tempi di scatto molto brevi dell'otturatore è meglio evitare tale soluzione.

L'immagine allegata mostra un campo standard (SA98) molto utilizzato a Kitt Peak (Steward Observatory, telescopio da 2.2m), mentre la tavola numerica riporta parte delle relative misure di Landolt (Astronomical Journal, 1992, 104, p.340).

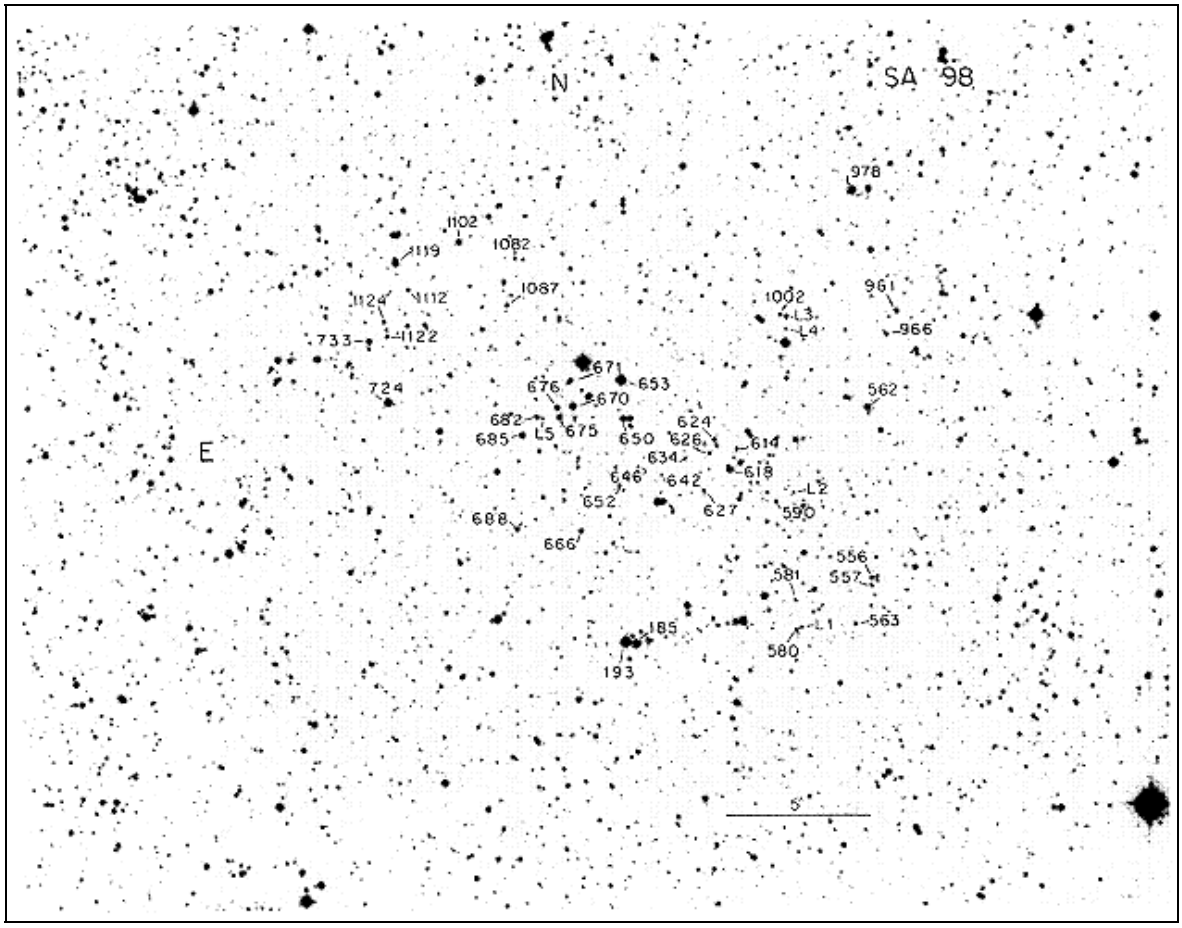


Figura 23.1 . Carta celeste che mostra il campo SA98 tratto dall'articolo di Landolt.

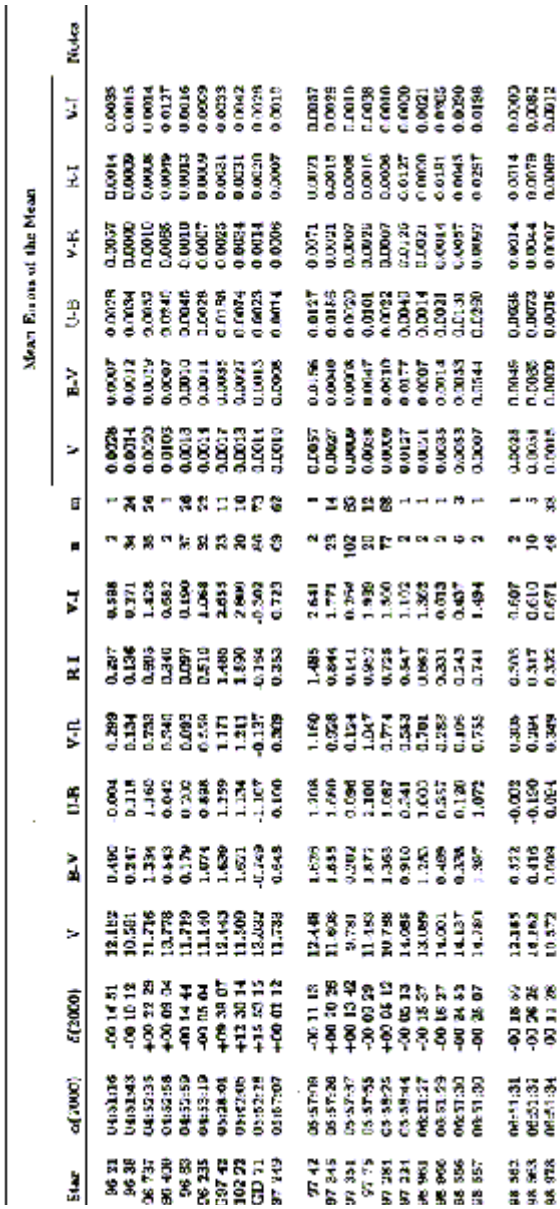


Figura 23.2. Piccola porzione della tabella tratta dall'articolo di Landolt. Le colonne sono, per lo più autoesplicative, eccetto che per *n*, che rappresenta il numero di volte che ciascuna stella è stata osservata; e per *m*, che è il numero delle diverse notti in cui ciascuna stella è stata osservata. La tabella mostra anche gli errori medi per ciascuna quantità relativa a ciascuna stella.

Capitolo 24

24. AR, DEC e gli angoli nel cielo

Un accoppiamento tipico tra un ccd ed un piccolo telescopio fornisce generalmente un campo visivo molto ridotto, paragonato alla vastità del cielo: per centrare gli oggetti nel campo visivo è dunque necessario avere dei riferimenti ben precisi, in base ai quali puntare nel posto giusto.

Sulla Terra abbiamo dei riferimenti ben precisi:

- i *paralleli*: sono i cerchi paralleli all'*equatore* (ovvero al *cerchio massimo* che divide la Terra in due emisferi uguali, Nord e Sud) e perpendicolari all'asse di rotazione terrestre;
- i *meridiani*: cerchi massimi che passano per i poli della Terra, perpendicolarmente all'equatore; si definisce *meridiano locale* quello che attraversa anche il luogo in cui ci si trova, mentre si definisce *primo meridiano* quello passante per l'osservatorio di Greenwich, che divide la Terra nei due emisferi Est ed Ovest.

Detto ciò, per specificare la posizione di un punto P sulla superficie di un corpo sferico come la Terra, si ricorre ad un sistema di coordinate polari, basato su:

- la *latitudine*: ovvero l'angolo, con vertice nel centro della Terra, compreso tra l'equatore ed il punto P, misurato in gradi lungo il meridiano passante per il punto stesso; un cerchio di latitudine costante (parallelo) non è un cerchio massimo, eccezion fatta per l'equatore, ovvero per una latitudine di 0 gradi,
- la *longitudine*: ovvero l'angolo compreso tra il primo meridiano ed il meridiano locale passante per il punto P, misurato in gradi lungo il parallelo passante per il punto stesso.

Praticamente, la latitudine indica quanto un punto sia lontano dall'equatore (a nord o a sud), mentre la longitudine indica quanto esso sia lontano da Greenwich (ad est o ad ovest); longitudine e latitudine individuano inequivocabilmente un punto sulla superficie della Terra.

Sulla volta celeste, che possiamo considerare come la superficie interna di una immensa sera, si usa un sistema analogo a quello terrestre:

- l' *ascensione retta* (*AR* o α [*Right Ascension, RA*]) è l'angolo analogo alla longitudine,
- la *declinazione* (*Dec* o δ [*Declination*]) è l'angolo analogo alla latitudine.

Sulla volta celeste si possono definire anche altre direzioni, che possono essere considerate fisse per qualsiasi posto sulla Terra:

- lo *zenit*: è la direzione immediatamente sopra la nostra testa,
- il *meridiano celeste*: è il cerchio immaginario che parte dal Polo Nord Celeste, attraversa lo zenit e raggiunge il Polo Sud Celeste, dividendo il cielo nelle sezioni orientale ed occidentale.
- l'*altitudine* (o altezza): è l'angolo verticale che la posizione di un astro forma con l'orizzonte del luogo,
- l'*azimut*: è l'angolo orizzontale che la posizione di un astro forma con il meridiano locale.

Ad eccezione delle stelle prossime al polo, le stelle nascono ad est, attraversano il meridiano e tramontano ad ovest, con la stessa velocità di rotazione della Terra (ma in direzione opposta); quando un astro attraversa il meridiano egli raggiunge la sua massima altitudine sull'orizzonte e l'istante del passaggio viene detto *transito*.

Sulla base di quanto detto, è facile ora intuire che l'ascensione retta al meridiano locale cambia in continuazione, seguendo il movimento della Terra: in particolare chiameremo *Tempo Siderale Locale* (*TSL* [*Local Sideral Time, LST*]) l'ascensione retta rilevabile al meridiano locale in un qualsiasi momento.

Poiché l'orologio civile divide il giorno in 24 ore, ma in realtà la Terra ruota rispetto alle stelle in circa 23h 56m, se noi rileviamo l'ascensione retta al meridiano (TSL) sempre alla stessa ora del nostro orologio, ma in giorni diversi, essa risulterà ogni giorno più avanti di circa 4 minuti.

24.1. Angoli in cielo

Se noi abbiamo due oggetti nel cielo, con AR e Dec conosciuti (α_1, δ_1 e α_2, δ_2) qual è la distanza angolare che li divide, vista da un osservatore sulla Terra ?

Se gli oggetti hanno la stessa AR, l'angolo tra essi è esattamente la differenza delle loro declinazioni, ossia $\Delta = \delta_1 - \delta_2$.

Se gli oggetti sono entrambi sull'equatore celeste, allora la distanza angolare è esattamente la differenza delle loro AR, convertita in angolo: $\Delta = 15 \cdot (\alpha_1 - \alpha_2)$.

Le relazioni tra AR ed angoli all'equatore sono:

- 1 ora di AR (1h) = 15 gradi d'arco (15°)
- 1 minuto di AR (1m) = 15 minuti d'arco, o arcmin (15')
- 1 secondo di AR (1s) = 15 secondi d'arco, o arcsec (15") .

Allontanandosi dall'equatore, due oggetti alla stessa declinazione (δ) saranno separati da un angolo uguale alla differenza in AR all'equatore, moltiplicato però per il *coseno della declinazione*, ovvero: $\Delta = 15 \cdot (\alpha_1 - \alpha_2) \cdot \cos (\delta)$.

In questo caso, le relazioni tra AR ed angoli diventano:

- 1 ora di AR (1h) = $15 \cdot \cos(\delta)$ gradi
- 1 minuto di AR (1m) = $15 \cdot \cos(\delta)$ arcmin
- 1 secondo di AR (1s) = $15 \cdot \cos(\delta)$ arcsec .

Il fattore *coseno* è necessario perché le linee di AR costante (meridiani celesti) convergono tutte ai poli celesti, così come le linee di longitudine costante (meridiani terrestri) convergono ai poli della Terra (un grado di longitudine è di circa 40000 km/360=111Km vicino all'equatore, ma si riduce a 1,9 km a 89,0° di latitudine, a 900 metri a 89,5°, appena a 200 m a 89,9° e ad appena 2 m a 89,99° di latitudine!).

Se si desidera invece conoscere l'angolo che separa due punti qualsiasi in cielo, bisognerebbe ricorrere alla trigonometria sferica; tuttavia, se i due punti sono molto vicini tra loro (come accade in genere nei campi dei ccd) possiamo semplificare il problema ed ottenere un risultato accettabile con la formula:

$$\theta = \sqrt{(15 \cdot \Delta_{AR} \cdot \cos(\delta_m))^2 + (\Delta_\delta)^2}$$

dove:

$\Delta_{AR} = \alpha_1 - \alpha_2$ = ore e frazioni di ora,

$\delta_m = (\delta_1 + \delta_2) / 2$ = gradi,

$\Delta\delta = \delta_1 - \delta_2$ = gradi.

Capitolo 25

25. Che facciamo, capo?

Ogni seria campagna osservativa va pianificata con molta accortezza prima di passare al telescopio, stabilendo in partenza cosa si può e cosa non si può osservare. Se pensate che per la maggior parte dei grandi telescopi da ricerca le proposte di osservazione vanno inviate anche un anno prima, appare evidente che occorre avere un'idea ben precisa di cosa e quando osservare, prima di inviare una richiesta per qualche data particolare. Ad esempio, se i vostri oggetti sono troppo vicini al Sole, o alla Luna piena, essi non potranno essere osservati.

25.1. Almanacchi astronomici

Il primo passo da compiere consiste nel sapere quale zona del cielo sarà osservabile durante le ore di buio della vostra campagna osservativa. C'è oggi un buon numero di software commerciali e freeware, rivolto agli astrofili, che ci può aiutare a risolvere questo problema.

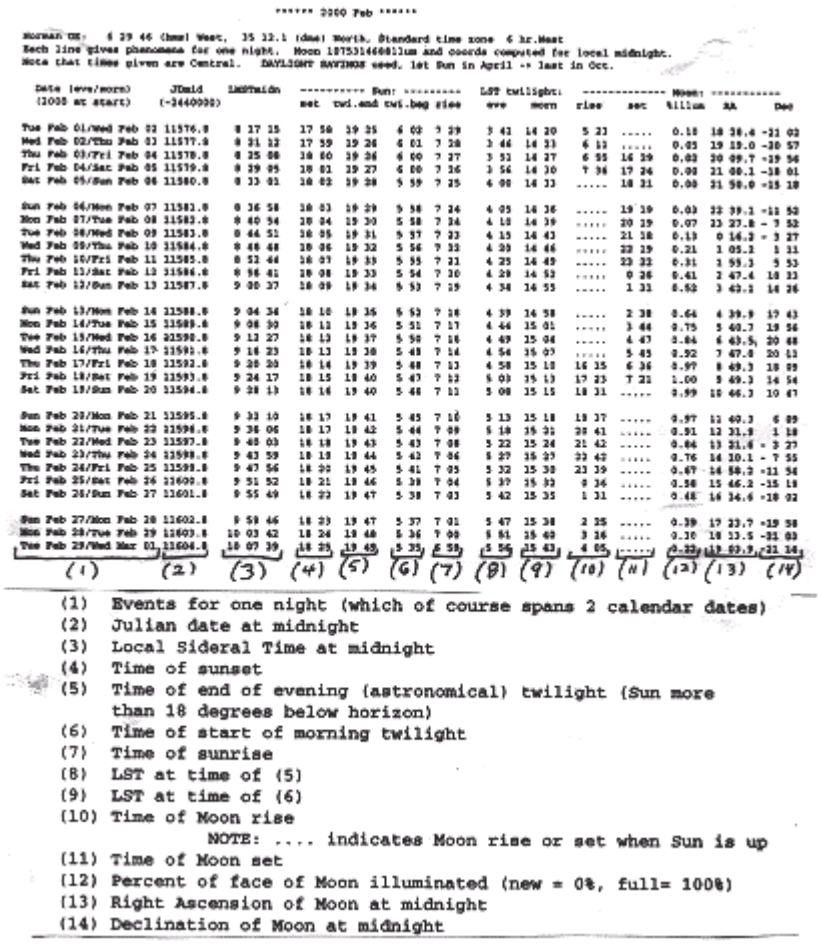
Uno di essi è un semplice[1] almanacco astronomico il cui output può essere generato per qualsiasi località della Terra: il software, realizzato da Jon Thorstensten, è liberamente scaricabile dal sito:

ftp://ftp.noao.edu/iraf/contrib/skycal.readme.

Nello stesso sito si può trovare anche Xephem, un ottimo programma per le effemeridi.

Un esempio di output di SkyCalendar è riportato in fig. 25.1, con una breve descrizione del contenuto di ogni colonna, anche se la maggior parte di esse è autoesplicativo.

[1] Nota del traduttore: SkyCalendar è in formato C per UNIX, e va compilato per poterlo utilizzare. Dunque non è proprio alla portata di tutti.



****** 2000 Feb ******

Norman OK: 6 29 46 (hms) West, 35 12.1 (dms) North, Standard time zone 6 hr.West
Each line gives phenomena for one night. Moon 1075314668illum and coords computed for local midnight.
Note that times given are Central. DAYLIGHT SAVINGS used, 1st Sun in April -> last in Oct.

Date (eve/morn) (2000 at start)	JDmid (-2440000)	LSTmidn	Sun: set	Sun: twi.end	Sun: twi.beg	Sun: rise	LST twilight: eve	LST twilight: morn	Moon: rise	Moon: set	Moon: %illum	Moon: RA	Moon: Dec
Tue Feb 01/Wed Feb 02	11576.8	8 17 15	17 58	19 35	6 02	7 39	3 41	14 20	5 23	.....	0.18	18 38.4	-21 02
Wed Feb 02/Thu Feb 03	11577.8	8 21 12	17 59	19 36	6 01	7 38	3 46	14 33	6 13	.....	0.05	19 19.0	-20 57
Thu Feb 03/Fri Feb 04	11578.8	8 25 08	18 00	19 36	6 00	7 37	3 51	14 27	6 55	16 39	0.02	20 09.7	-19 56
Fri Feb 04/Sat Feb 05	11579.8	8 29 05	18 01	19 37	6 00	7 36	3 56	14 30	7 36	17 26	0.00	21 00.1	-18 01
Sat Feb 05/Sun Feb 06	11580.8	8 33 01	18 02	19 38	5 59	7 35	4 00	14 33	.....	18 21	0.00	21 50.0	-15 10
Sun Feb 06/Mon Feb 07	11581.8	8 36 58	18 03	19 39	5 58	7 34	4 05	14 36	.....	19 19	0.03	22 39.1	-11 52
Mon Feb 07/Tue Feb 08	11582.8	8 40 54	18 04	19 39	5 58	7 34	4 10	14 39	.....	20 19	0.07	23 27.8	- 7 52
Tue Feb 08/Wed Feb 09	11583.8	8 44 51	18 05	19 41	5 57	7 33	4 15	14 43	.....	21 18	0.13	0 16.2	- 3 27
Wed Feb 09/Thu Feb 10	11584.8	8 48 48	18 06	19 32	5 56	7 33	4 20	14 46	.....	22 19	0.21	1 05.3	1 11
Thu Feb 10/Fri Feb 11	11585.8	8 52 44	18 07	19 33	5 55	7 31	4 25	14 49	.....	23 22	0.31	1 55.3	5 53
Fri Feb 11/Sat Feb 12	11586.8	8 56 41	18 08	19 33	5 54	7 30	4 29	14 53	.....	0 26	0.41	2 47.4	10 33
Sat Feb 12/Sun Feb 13	11587.8	9 00 37	18 09	19 34	5 53	7 29	4 34	14 55	.....	1 31	0.52	3 42.1	14 26
Sun Feb 13/Mon Feb 14	11588.8	9 04 34	18 10	19 35	5 52	7 28	4 39	14 58	.....	2 38	0.64	4 39.9	17 43
Mon Feb 14/Tue Feb 15	11589.8	9 08 30	18 11	19 36	5 51	7 27	4 44	15 01	.....	3 44	0.75	5 40.7	19 56
Tue Feb 15/Wed Feb 16	11590.8	9 12 27	18 12	19 37	5 50	7 26	4 49	15 04	.....	4 47	0.84	6 43.5	20 48
Wed Feb 16/Thu Feb 17	11591.8	9 16 23	18 13	19 38	5 48	7 24	4 54	15 07	.....	5 45	0.92	7 47.0	20 13
Thu Feb 17/Fri Feb 18	11592.8	9 20 20	18 14	19 39	5 48	7 23	4 58	15 10	16 35	6 36	0.97	8 49.3	18 09
Fri Feb 18/Sat Feb 19	11593.8	9 24 17	18 15	19 40	5 47	7 22	5 03	15 13	17 23	7 21	1.00	9 49.3	14 54
Sat Feb 19/Sun Feb 20	11594.8	9 28 13	18 16	19 40	5 46	7 21	5 08	15 15	18 11	.....	0.99	10 46.3	10 47
Sun Feb 20/Mon Feb 21	11595.8	9 32 10	18 17	19 41	5 45	7 19	5 13	15 18	18 57	.....	0.97	11 40.3	6 09
Mon Feb 21/Tue Feb 22	11596.8	9 36 06	18 17	19 42	5 44	7 18	5 18	15 21	19 41	.....	0.91	12 31.8	1 18
Tue Feb 22/Wed Feb 23	11597.8	9 40 03	18 18	19 43	5 43	7 18	5 22	15 24	21 42	.....	0.84	13 21.6	- 3 27
Wed Feb 23/Thu Feb 24	11598.8	9 43 59	18 19	19 44	5 42	7 16	5 27	15 27	22 42	.....	0.76	14 10.1	- 7 55
Thu Feb 24/Fri Feb 25	11599.8	9 47 56	18 20	19 45	5 41	7 15	5 32	15 30	23 39	.....	0.67	14 58.2	-11 54
Fri Feb 25/Sat Feb 26	11600.8	9 51 52	18 21	19 46	5 39	7 14	5 37	15 33	0 36	.....	0.58	15 46.2	-15 19
Sat Feb 26/Sun Feb 27	11601.8	9 55 49	18 22	19 47	5 38	7 13	5 42	15 35	1 31	.....	0.48	16 34.6	-18 02
Sun Feb 27/Mon Feb 28	11602.8	9 59 46	18 23	19 47	5 37	7 11	5 47	15 38	2 25	.....	0.39	17 23.7	-19 58
Mon Feb 28/Tue Feb 29	11603.8	10 03 42	18 24	19 48	5 36	7 09	5 51	15 40	3 16	.....	0.30	18 13.5	-21 03
Tue Feb 29/Wed Mar 01	11604.8	10 07 39	18 25	19 48	5 35	7 08	5 56	15 43	4 05	.....	0.22	19 03.9	-21 14

(1) (2) (3) (4) (5) (6) (7) (8) (9) (10) (11) (12) (13) (14)

(1) Events for one night (which of course spans 2 calendar dates)
(2) Julian date at midnight
(3) Local Sideral Time at midnight
(4) Time of sunset
(5) Time of end of evening (astronomical) twilight (Sun more than 18 degrees below horizon)
(6) Time of start of morning twilight
(7) Time of sunrise
(8) LST at time of (5)
(9) LST at time of (6)
(10) Time of Moon rise
NOTE: .... indicates Moon rise or set when Sun is up
(11) Time of Moon set
(12) Percent of face of Moon illuminated (new = 0%, full= 100%)
(13) Right Ascension of Moon at midnight
(14) Declination of Moon at midnight

Figura 25.1. Output per un mese del programma SkyCalendar e spiegazione delle colonne.

Le colonne più utilizzate sono la 8 e la 9, ovvero il tempo siderale locale al crepuscolo e all'alba: questi due valori mostrano l'intervallo delle AR che transiteranno al meridiano durante le ore di buio astronomico, dalla fine del tramonto all'inizio dell'alba.

Oggetti con AR inferiore o superiore possono essere comunque osservati, ma non transiteranno al meridiano durante l'arco della notte.

25.2. Pianificazione della fotometria

La pianificazione di un lavoro fotometrico deve includere una serie di considerazioni su quali campi di stelle standard osservare e quando osservarli. Tempi particolarmente ristretti sono richiesti per le osservazioni di masse d'aria (airmass) molto dense, per la determinazione dell'estinzione. Osservazioni di airmass meno dense devono essere effettuate vicino al transito, quando il loro valore cambia relativamente poco nel tempo.

Comunque, quando i campi standard raggiungono valori di airmass compresi tra 1,7 e 2, la densità cambia piuttosto rapidamente con il tempo. Se cercate di riprendere un campo standard ad un valore di airmass piuttosto elevato solo mezz'ora più tardi, il valore di airmass potrebbe essere ormai troppo alto, o il campo potrebbe essere nascosto da case o da oggetti prossimi all'orizzonte. Un buon punto di partenza potrebbe essere quello di scegliere dei

campi di stelle standard ed annotare quando essi passano al meridiano, quindi lavorare quando si trovano a valori di airmass compresi tra 1,7 e 2.

Io cerco sempre di tracciare un scaletta di massima per temporizzare l'osservazione dei campi standard e degli oggetti ricercati. Un esempio è riportato in fig. 25.2.

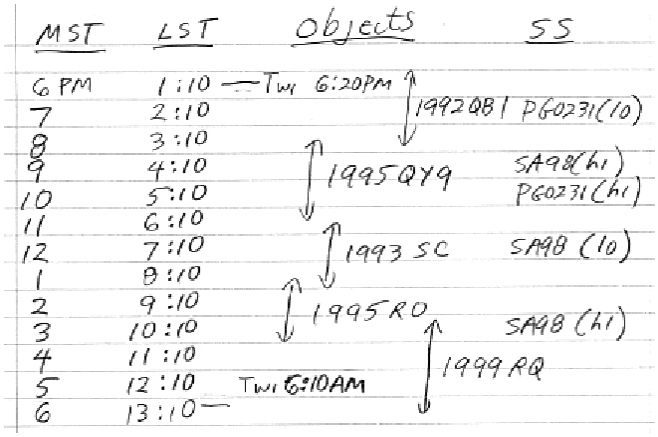


Figura 25.2. Ipotetica scaletta per una notte di fotometria di Kuiper Belt Objects (KBO's).

MST è 'Mountain Standard Time' (ora di Kitt Peak);

LST è il Tempo Siderale Locale,

SS sta per 'Standard Star'.

'hi' e 'lo' indicano rispettivamente alti e bassi valori di airmass.

Un piano troppo dettagliato a volte è peggio che non pianificare affatto. Le osservazioni hanno sempre fattori imprevedibili (ad es. il telescopio o il ccd potrebbero non funzionare; l'immagine potrebbe essere rovinata dalla traccia di un satellite o di una meteora proprio sopra l'oggetto da riprendere; l'oggetto potrebbe non essere alle coordinate previste, come succede spesso quando si osservano i kbo prima che abbiano un'orbita ben determinata; e così via ...). In molte località, il seeing può variare improvvisamente senza alcun preavviso, costringendo ad aumentare il tempo di esposizione o ad effettuare molte esposizioni con tempi diversi, sconvolgendo quindi la scaletta predefinita.

Normalmente, poi, si hanno più oggetti da osservare che tempo a disposizione. Una buona schedulazione di una campagna osservativa potrebbe essere veramente difficile da pianificare. Un principio basilare è quello di ridurre al massimo il tempo in cui l'otturatore è chiuso. Questo significa evitare ampi intervalli in AR quando non ci sono oggetti in programma (o campi standard da riprendere quando gli oggetti in scaletta sono molto sparsi): cercate di osservare oggetti vicini tra loro in cielo ed in ordine crescente di AR (così da evitare anche spostamenti del telescopio in avanti ed indietro). Un altro suggerimento è quello di osservare oggetti quanto più vicini al momento del transito, così da osservarli alla minima airmass ed al minimo di luminosità del fondo cielo.

Ma la pratica vuole che non sempre sia possibile osservare tutti gli oggetti al transito, così dovrete cimentarvi in molte "ottimizzazioni globali" (cosa diavolo sto dicendo!). Per esempio, supponendo di essere a Kitt Peak, potremmo decidere di osservare un oggetto a Dec=35° ed HA=3h (angolo orario dal meridiano locale), dove il valore di airmass è prevedibile in 1,3,

anziché aspettare il suo transito al meridiano, per dare spazio ad un oggetto con lo stesso HA, ma con declinazione molto più bassa, che deve per forza essere osservato in prossimità del transito.

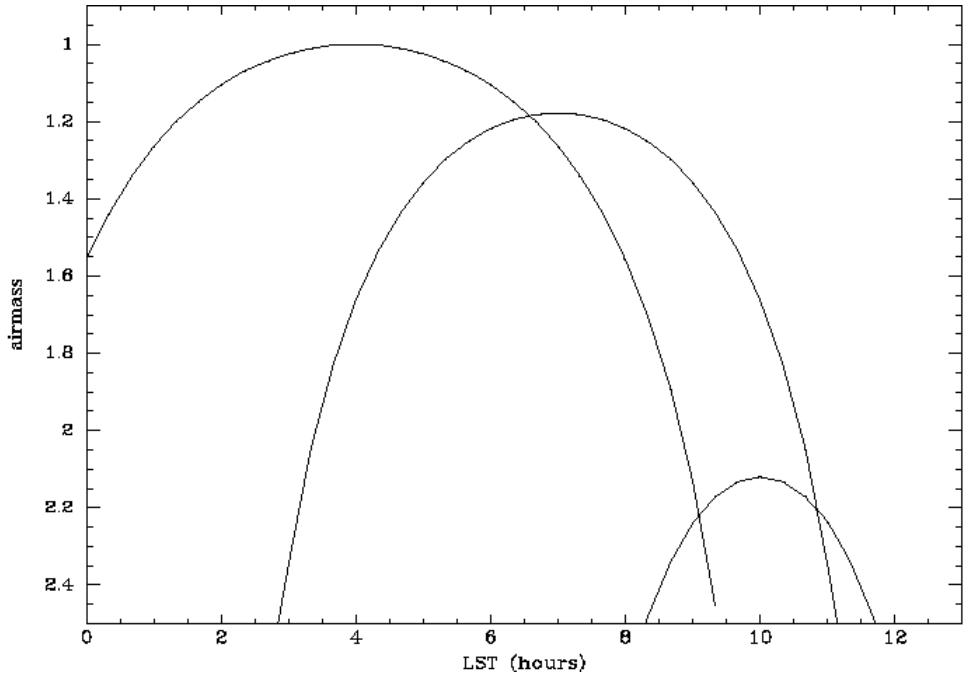


Figura 25.3. Esempio di airmass in funzione del tempo per osservazioni da Kitt Peak (lat =32°). Il primo oggetto ha una declinazione di 32 gradi, cosicché transita allo zenit ad airmass=1. L'oggetto successivo transita 32 gradi a sud dello zenit (come un campo Landolt sull'equatore, dec=0°). Il terzo oggetto è ad una declinazione di –30°, molto vicina all'orizzonte di Kitt Peak, tanto che esso non supera mai il valore 2,1 di airmass.

Un altro sistema molto utilizzato per pianificare le osservazioni è quello di plottare il valore dell'airmass in funzione del tempo per gli oggetti che volete osservare (vedi figura 25.3 per un esempio).

25.3. La Luna

La Luna è uno dei problemi più grandi per gli osservatori ottici. L'effetto principale dovuto alla Luna è l' incremento della luminosità del fondo cielo e quindi il decremento del rapporto S/N (segnale/rumore). L'effetto della luce lunare è maggiore nel blu che nel rosso, e può cambiare con le condizioni atmosferiche. Anche una piccola quantità di polveri o polline (inquinamento) possono causare aumenti casuali della luce lunare qua e là per il cielo. Il miglior periodo di osservazione è quando la Luna è sotto l'orizzonte (buio), ma normalmente avremo da fare qualcosa anche quando la Luna ne è sopra. Dunque dovremo cercare di osservare oggetti angolarmente lontani dalla Luna (gli almanacchi indicano la posizione

approssimativa della Luna per ogni giorno), oppure dovremo schedulare le osservazioni degli oggetti più deboli per le ore della notte in cui la Luna è sotto l'orizzonte.

25.4. Cartine di riferimento

E' molto vantaggioso avere le cartine del cielo centrate sugli oggetti da osservare. Nei tempi passati ciò significava prendere una immagine polaroid (qualcuno se ne ricorda?) di una parte delle lastre della *Palomar Observatory Sky Survey* (POSS), una survey fotografica di tutto il cielo visibile dall'osservatorio di Monte Palomar effettuata negli anni 1950. Per supportare le operazioni dell' HST (*Hubble Space Telescope*), le lastre fotografiche di alcune survey come il POSS sono state digitalizzate in formati gestibili con il computer. La *Digitized Sky Survey* (DSS) è liberamente disponibile sul Web, chiunque può produrre immagini di una qualsiasi porzione di cielo, fino alla 20a magnitudine circa, così come essa appariva alla data in cui la lastra è stata ripresa. Ciò consente di ottenere raffinate cartine di riferimento per piccoli telescopi.

Presto saranno disponibili anche survey ccd di significative porzioni del cielo. Una di esse è la *Sloan Digital Sky Survey* (www.sdss.org). Le survey ccd promettono di raggiungere magnitudini nettamente più basse della veneranda Palomar Observatory Sky Survey e delle altre survey basate sulla fotografia. Tuttavia, per piccoli telescopi, la DSS è sufficientemente completa per poter essere utilizzata come base per le cartine di riferimento.

Capitolo 26

26. Progetti

Piccoli telescopi e ccd consentono di avviare un gran numero di progetti educativi, Quelli che seguono sono i più ovvi. Vi propongo delle informazioni da usare come punto di partenza per realizzare il vostro progetto personale.

26.1. Riduzioni ccd

Fate esperienza con *biasing*, *dark subtraction*, *flat fielding*, ecc. Ritengo sia utile fare questa esperienza utilizzando semplici programmi di aritmetica delle immagini (come *imarith* di IRAF), piuttosto che utilizzando programmi di riduzione a scatola chiusa come *ccdproc* in IRAF.

26.2. Scala della ccd

Un buon primo progetto per prendere familiarità con IRAF e le coordinate. Acquisite una immagine ccd di un ammasso stellare con astrometria stellare conosciuta. Misurate le coordinate dei pixel (utilizzando prodotti simili a *imexam* di IRAF) di una certa quantità di coppie di stelle. Calcolate la separazione in AR e Dec (dai cataloghi) e comparatela con la separazione in pixel, così da ottenere la scala del ccd. Le cartine di puntamento di ammassi con astrometria sono spesso una bella sfida. Questa è una breve lista di ammassi con astrometria e cartine di riferimento: M67 (AR=8, Dec=12), astrometria in *Astronomical Journal* 98 pag. 227, cartina in *Astronomy & Astrophysics Supplement* v. 27 pag. 89 (1977); NGC 188 (AR=1, Dec=85), astrometria in *AJ* 11 pag. 1205, cartina in ApJ 135, pag. 333.

Benchè i migliori cluster con le cartine di riferimento siano i campi più facili da usare per questo progetto, possiamo utilizzare qualsiasi campo comprendente un discreto numero di stelle. Questo perché l'astrometria è disponibile per le stella della maggior parte del cielo fino

alla 19ª-20ª magnitudine, grazie al catalogo stellare di Monet e collaboratori (*USNO-A2.0*; *http://ftp.nofs.navy.mil* o altre fonti).

Ad un livello superiore potrete effettuare una completa trasformazione di coordinate tra AR/Dec e coordinate in pixel ccd (geomap in IRAF), piuttosto che misurare la scala tra le coppie.

26.3. Estinzione

L'estinzione può essere misurata seguendo un campo di stelle standard per parecchie ore. Cercate di trovare campi contenenti stelle blu e rosse, per facilitare il calcolo del termine B di secondo ordine. Esempi di campi Landolt con buone coppie di stelle blu e rosse sono il SA111 (stelle 775 e 773) ed il SA98 (stelle 185 e 193). Anche M67 ha una bella coppia rosso-blu (stelle 81 e 108; vedi Richmond IAPPP Comm. 55, 21 (1994)).

26.4. Equazioni del colore

Derivazione delle equazioni del colore. Scegliete campi Landolt che comprendono stelle di un ampio intervallo di colori nel campo visivo della vostra ccd. Uno dei migliori è il campo SA98.

26.5. Stelle variabili

Ci sono molti tipi di variabili e le relative possibilità di studio sono praticamente infinite. Per un progetto da concludere in poche ore di osservazione scegliete variabili a corto periodo. Una classe di stelle con periodi di poche ore e ampiezze di 0.3 magnitudini o più, sono le stelle SX Phoenicis. Molte di queste sono riportate in un articolo di *CCD Astronomy* dell'estate 1996. Ulteriori informazioni per lo studio delle variabili con le ccd possono essere trovate presso il sito web dell' AAVSO (*www.aavso.org*).

26.6. Diagrammi colore-magnitudine di ammassi stellari

Acquisite l'immagine di un ammasso con due filtri. Un utilissimo sito web che fornisce molte informazioni sugli ammassi è *obswww.unige.ch/webda*. Questo sito è utilizzato per la ricerca di ammassi con parametri specifici, sebbene i riferimenti non sembrino particolarmente completi. Un altro database di ammassi si trova al sito: *cfa-www.harvard.edu/stauffer/opencl/index.html.*

26.7. Immagini delle linee di emissione delle regioni HII

Scegliete una galassia brillante degli ultimi tipi a spirale. Acquisite un'immagine con un filtro a banda stretta H_α ed un filtro di esclusione H_α a banda più larga (*broader off band*, vedi il capitolo 22) (la SBIG fornisce questi filtri per le sue camere ccd). Misurate la posizione di una stella sulle due immagini, quindi allineate e combinate le immagini ottenute con i due filtri. Determinate il rapporto nello spettro continuo (rapporto di trasmissione) tra i due filtri misurando il rapporto di luminosità di una stessa stella nelle due immagini. Usate tale rapporto per portare l'immagine ottenuta col filtro *broader off band* allo stesso livello di flusso di quella ottenuta in banda H_α. Sottraete l'immagine 'scalata' da quella in banda ed otterrete una immagine in pura linea di emissione H_α.

26.8. Parallassi stellari e moti propri

Sebbene non abbia mai affrontato tale problema, sembra apparentemente facile misurare la parallasse di stelle vicine con piccoli telescopi e ccd. Leggete *CCD Astronomy* dell'inverno 1995 per una discussione sulla misurazione della parallasse della Stella di Barnard.

26.9. Astrometria di asteroidi

Molte centinaia o migliaia di asteroidi sono osservabili con una ccd e piccoli telescopi. Un progetto potrebbe prevedere degli studenti che calcolano la posizione degli asteroidi conosciuti, preparano l'osservazione producendo le cartine di riferimento, li osservano, quindi calcolano le loro AR e Dec. Ormai c'è un numero crescente di programmi per PC che aiutano incredibilmente lo svolgimento di progetti come questo. *Astrometrica* è probabilmente il programma astrometrico più conosciuto per i PC (vedere l'articolo in *CCD Astronomy*, inverno 1995, o il sito web www.astrometrica.at. In alternativa c'è anche il software Guide, che calcola le effemeridi e fa astrometria asteroidale (*www.projectpluto.com*)).

Ci sono molte risorse inestimabili che, sul web, possono aiutare nel calcolo delle posizioni degli asteroidi. Una di queste è il sito del Lowell Observatory (*http://asteroid.lowell.edu*). Cliccate su 'Asteroid Ephemeris' e potrete ottenere le posizioni degli asteroidi catalogati, oppure cliccate su 'Asteroid Finder Chart' per ottenere le cartine di riferimento. Un'altra fonte di informazioni sugli asteroidi è il sito IAU (*http://cfa-www.harvard.edu/cfa/ps/cbat.html*), dove potrete iniziare leggendo 'Guide to Minor Body Astrometry'.

26.10. Parallasse di asteroidi

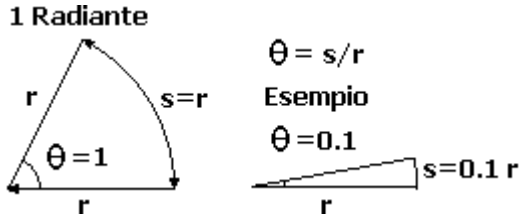
Effettuando osservazioni simultanee da più osservatori diversi (e distanti) si può misurare la distanza di un asteroide in fase di passaggio ravvicinato alla Terra. Larry Marschall ha incluso questo esercizio nel suo materiale CLEA (Close Earth Approaches), all'indirizzo internet *http://www.gettysburg.edu/academics/physics/clea/CLEAhome.html*.

APPENDICE A

Misure di Angoli e Approssimazione per Piccoli Angoli (SAA)

La comune unità per misurare gli angoli è il grado (°). In una circonferenza ci sono 360°. Un grado è diviso in 60 minuti d'arco, o arcmin (‘). Un arcmin è diviso in 60 secondi d'arco, o arcsec (“). Così, in una circonferenza ci sono 360 x 60 = 21600 arcmin e 360 x 60 x 60 = 1.296.000 arcsec. Il numero 360 è completamente arbitrario ed è una eredità della matematica babilonese che era su base 60.

Un modo molto più naturale per misurare gli angoli è il ***radiante***, definito come l'arco di circonferenza di lunghezza pari al raggio.



In generale, un angolo (θ) in radianti sotteso da un arco di lunghezza s su una circonferenza di raggio r è uguale a:

$$\theta = \frac{s}{r}.$$

Ovviamente, ci sono 2π radianti in una circonferenza completa, così che ci sono 360/2π = 57,295…gradi per radiante, e 1296000/2π = 206264,8…arcsec per radiante.

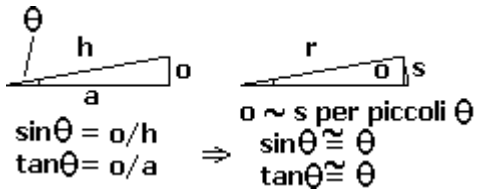
A.1 Approssimazioni per Piccoli Angoli

In astronomia usiamo un sacco di trigonometria. Spesso abbiamo a che fare con piccoli angoli, meno di pochi gradi. Per questi angoli piccoli, l'idea del radiante conduce ad una

approssimazione di convenienza chiamata *approssimazione per piccoli angoli (SAA)*. Di base la SAA stabilisce che $\sin(\theta)=\theta$ e $\tan(\theta)=\theta$ per piccoli angoli, se θ è espresso in radianti.

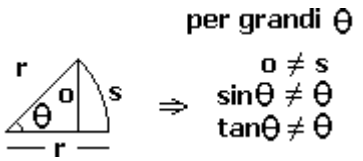
Per capire come la SAA funzioni, ricordiamoci le definizioni delle funzioni trigonometriche in termini di lati di un triangolo:

$$\sin(\theta)=\frac{o}{h}$$



La figura mostra che, per piccoli angoli, la lunghezza dell'arco lungo un cerchio di raggio r è approssimativamente uguale al lato o opposto all'angolo nel triangolo.

Notate che la SAA *funziona solo per piccoli angoli espressi in radianti*. Non va applicata per grandi angoli, anche se espressi in radianti. Per esempio, sin(1 rad)=sin(57,295°)=0,84, che è molto diverso da 1! La figura evidenzia come *o* e *s* divergano in misura man mano che l'angolo aumenta.



APPENDICE B

Problemi di Rapporto

Incontriamo spesso problemi simili al seguente: se osserviamo una certa stella col nostro telescopio di 20 cm ed otteniamo un rapporto S/N di 15 in 10 secondi di esposizione, quale sarebbe il rapporto S/N se osservassimo la stella con 40 cm, fermo restando tutto il resto? Di base, vogliamo sapere come cambierebbe la risposta se cambiassimo uno o più dei parametri, lasciando invariati gli altri.

Io chiamo questo problema "problema del rapporto", perché noi vogliamo conoscere il rapporto tra la nuova risposta e la vecchia. Molti problemi possono esser fatti rientrare in questo schema.

Come si risolve il problema del rapporto? Il trucco consiste nell'osservare come cambia la risposta al variare di un unico parametro. Riguardo il problema dell'esempio, la sola cosa che cambia è il tasso di raccolta dei fotoni, 4 volte più grande nel telescopio da 40 cm rispetto a quello da 20 cm, poiché la raccolta dei fotoni è legata all'area coperta dal telescopio. Poiché il rapporto S/N è proporzionale alla radice quadrata del numero dei conteggi (v. capitolo 20), aumentando di 4 volte il numero dei conteggi, il rapporto S/N aumenta di un fattore pari alla radice quadrata di 4, cioè 2. Così il rapporto tra il nuovo S/N rispetto al vecchio è pari a 2, per cui la risposta che vogliamo è che il S/N con un telescopio di 40 cm è 15 x 2 = 30.

Alcuni studenti, quando alle prese con un problema simile all'esempio, cercano di rendere le cose più difficili di quanto il professore desideri. Iniziano domandandosi: " Il CCD sul telescopio da 40 cm è più sensibile che sul 20 cm?" oppure "Può essere che il telescopio da 40 cm sia più sporco di quello da 20 cm?". Sì, Sì, nella situazione reale sono tutti parametri di cui dobbiamo tenere conto, ma la domanda diceva "…restando invariata ogni altra cosa" o qualcosa di simile. Cioè, i ccd sono gli stessi, la frazione di luce bloccata dal secondario è la stessa, la sporcizia degli specchi è uguale, uguale la luminosità del cielo, uguale la zona

osservata in arcsec, ecc, ecc. Il problema dell'esempio è idealizzato, per isolare gli effetti della variazione di un solo parametro: il diametro dello specchio primario.

Se non risulta ovvio come la risposta vari al variare di un parametro, o di 2 o più contemporaneamente, dovreste eseguire un'analisi algebrica più formale. Di base, volete trovare il rapporto tra la nuova risposta con la precedente, scrivendo l'equazione della risposta per il nuovo parametro e dividendo l'equazione per la risposta ottenuta con il precedente parametro. Possiamo scrivere:

$$\text{Nuova} = R \cdot \text{Vecchia} \tag{B.1}$$

dove:

$$R = \frac{Nuova}{Vecchia} \tag{B.2}$$

A prima vista, questa equazione sembra inutile, in quanto:

$$Nuova = \frac{Nuova}{Vecchia} \cdot Vecchia \tag{B.3}$$

Per sapere come usare la B.1, lasciatemi entrare in dettaglio nel problema dell'esempio. L'equazione di cui abbiamo bisogno per S/N è la eq. 20.6

$$\frac{S}{N} = \frac{C_{stella}}{\sqrt{C_{stella} + 2 \cdot C_{cielo}}}$$

Il rapporto del "nuovo" (telescopio da 40 cm) con il "vecchio" (telescopio da 20 cm) S/N è giusto il rapporto dell'equazione scritta con il nuovo parametro divisa per l'equazione scritta con il vecchio parametro:

$$R = \frac{(S/N)_{nuovo}}{(S/N)_{vecchio}} = \frac{\dfrac{C_{stella}^{nuovo}}{\sqrt{C_{stella}^{nuovo} + 2 \cdot C_{cielo}^{nuovo}}}}{\dfrac{C_{stella}^{vecchio}}{\sqrt{C_{stella}^{vecchio} + 2C_{cielo}^{vecchio}}}} \tag{B.4}$$

Semplificando:

$$R = \frac{C_{sella}^{nuovo}}{C_{stella}^{vecchio}} \cdot \frac{\sqrt{C_{stella}^{vecchio} + 2 \cdot C_{cielo}^{vecchio}}}{\sqrt{C_{stella}^{nuovo} + 2 \cdot C_{cielo}^{nuovo}}} \tag{B.5}$$

Ora, poiché $C^{nuovo} = 4 \cdot C^{vecchio}$ (sia per il cielo che per la stella), possiamo scrivere B.5 come:

$$R = 4 \cdot \frac{\sqrt{C_{stella}^{vecchio} + 2 \cdot C_{cielo}^{vecchio}}}{\sqrt{4 \cdot C_{stella}^{vecchio} + 4 \cdot 2 \cdot C_{cielo}^{vecchio}}} \tag{B.6}$$

Portando 4 fuori dalla radice, otteniamo:

$$R = 4 \cdot \frac{1}{\sqrt{4}} \cdot \left[\frac{\sqrt{C_{stella}^{vecchio} + 2C_{cielo}^{vecchio}}}{\sqrt{C_{stella}^{vecchio} + 2C_{cielo}^{vecchio}}} \right] \tag{B.7}$$

Il termine all'interno della parentesi quadra è ovviamente 1, così otteniamo:

$$R = 4 \cdot \frac{1}{\sqrt{4}} = 2 \tag{B.8}$$

APPENDICE C

Letteratura Astronomica

Non ho riportato molta bibliografia, anche se un accenno era indispensabile. Molti riferimenti sono stati fatti al *PASP*, *Publication of Astronomical Society of the Pacific*, come anche al *AJ*, l'*Astronomical Journal.*

Alcune riviste possono essere reperite nella biblioteca di un'Università che abbia un Dipartimento di Astronomia o Fisica Astronomica. Ai nostri giorni molti articoli di riviste del settore possono essere reperite sul web, che generalmente pubblica l'abstract, cioè un breve sommario dell'articolo. Ma si trovano anche molti lavori completi per esteso. Il miglior posto dove cercare è il NASA *Astrophysics Data System* (*ADS*): http://adswww.harvard.edu. L'accesso è libero a chiunque.

Ho usato anche riferimenti ad articoli pubblicati su *Sky and Telescope* (S&T) e sulla meno conosciuta *CCD Astronomy* (*CCDA*). CCDA era una buona fonte di informazioni sui CCD per l'astrofilo, ma sfortunatamente fu pubblicata solo tra il 1994 ed il 1997. Alcune copie arretrate possono essere ancora reperibili: visitate www.skypub.com per informazioni su S&T e CCDA.

I dettagli della traduzione in italiano

An Introduction to Astronomical Photometry Using CCDs

W. Romanishin
University of Oklahoma

Contents

Num.Cap.	*Titolo*	*Traduzione*	*pag*
1	**Photometry: What and Why**	Ppt	**7**
2	**Visible EMR**	Ppt	**9**
3	**Imaging, Spectrophotometry and Photometry**	Ppt	**11**
4	**The Magnitude and Color System**	Fos	**17**
4.1	Magnitudes		17
4.2	Bolometric Magnitudes		18
4.3	Colors		19
5	**Telescopes**	Fos	**23**
5.1	Job of the Telescope		23
5.2	Image Formation		23
5.3	Types of Telescopes		25
5.4	Focal length and f-ratio		27
5.5	Angular Resolution		29
6	**Large Telescopes: Expensive Toys for Good Boys and Girls**	Fos	**35**
6.1	Observing Modes		35
6.2	Access to Large Telescopes: Who gets to use the Big Toys		36
6.3	Big Optical/IR Telescopes of the World		37
7	**The Atmosphere: Bane of the Astronomer**	Fra	**41**
7.1	Space Astronomy and the Perfect Observing Site		42
7.2	Clouds and Photometric Skies		43
7.3	Clouds: the Bad and the Ugly		43
8	**Seeing and Pixel Sizes**	Fra	**45**
8.1	Seeing Limited Images		46
9	**Optical Depth and Atmospheric Extinction: \Theory**	Fra	**49**
9.1	Atmospheric Extinction		51
10	**Night Sky, Bright Sky**	Fra	**57**
11	**Photometric Detectors**	Fra	**63**
11.1	Human Eye		63
11.2	Photographic Emulsions		65
11.3	Modern Detectors - PMT and CCD		65
12	**CCDs (Charge Coupled Devices)**	Mtn	**69**
12.1	Basic Concepts		69
12.2	Amateur vs. Professional CCDs		75
12.3	Flat Field Frames		75
13	**Computer Image Processing**	Mtn	**77**
13.1	Image Format		77
13.2	Image Format - FITS		78
13.3	Basic Image Arithmetic and Combining		78
13.4	Smoothing Images		79
13.5	Image Flipping and Transposing		79
13.6	Image Shifting and Rotating		80
13.7	Image Subsections		80
13.8	Mosaicing		80
14	**IRAF and LINUX**	Mtn	**81**
14.1	Basic Structure of IRAF		82
15	**Image Display**	Mtn	**85**
15.1	Histogram		85
15.2	Windowing		86
16	**An Overview of Doing Photometry**	Cal	**89**
17	**Measuring Instrumental Magnitudes**	Cal	**91**
17.1	Point Spread Function (PSF) and Size of Star Images		91
17.2	Aperture Correction		92
17.3	phot		96
17.4	Crowded Field Photometry		97
18	**Atmospheric Extinction in Practice**	Cal	**99**
18.1	Airmass		99
18.2	Determining K		100
18.3	Complication: 2nd Order B Band extinction		101
18.4	Extinction Variations		102

19	**Color and Magnitude Transformation Equations**	Pro	**109**
20	**Uncertainties and Signal to Noise Ratio**	Pro	**115**
20.1	One little photon, two little photons, three		115
20.2	Application to Real Astronomical Measurement		118
20.3	Combining Observations		122
20.4	How Faint Can We Go?		123
21	**How Many Counts? Limiting Magnitude?**	Pro	**125**
21.1	How Many Counts?		125
21.2	Calculating Limiting Magnitude		126
22	**Filters**	Pro	**127**
23	**Standard Stars for Photometry**	Val	**131**
24	**RA and DEC and Angles on the Sky**	Val	**135**
24.1	Angles on the sky		136
25	**Whats Up , Doc?**	Val	**139**
25.1	Sky Calendar		139
25.2	Planning Photometry		141
25.3	Moon		141
25.4	Finding Charts		144
26	**Projects**	Val	**145**
26.1	Basic CCD Reduction		145
26.2	Scale of CCD		145
26.3	Extinction		146
26.4	Color Equations		146
26.5	Variable Stars		146
26.6	Star Cluster Color Magnitude Diagrams		146
26.7	Emission line images of HII regions		147
26.8	Stellar Parallax and proper motion		147
26.9	Astrometry of Asteroids		147
26.10	Asteroid Parallax		147
Appendix			
A	Measuring Angles and the SAA	Fra	149
A.1	Trig Functions and the Small Angle Approximation		150
B	Ratio Problems		151
C	Astronomical Literature		155

Legenda

Traduce:	V. Franchini	R. Pipitone	V. Fosso	A. Maitan	S. Valentini	M. Calabresi	E. Prosperi
Sigla:	Fra	Ppt	Fos	Mtn	Val	Cal	Pro