2. FLUSSO E LUMINOSITA' IN ASTROFISICA

Introduzione

Una delle cose più importanti in astrofisica è conoscere quanta luce ci arriva da un oggetto. In maggiore dettaglio: quanta luce ci arriva da un oggetto a ogni lunghezza d'onda.

Storicamente questa "misura" è stata fatta a occhio nudo in maniera relativa e, per quanto riguarda la lunghezza d'onda, qualitativa.

Tutti notiamo, osservando il cielo notturno, che le stelle brillano con intensità diversa e che non hanno tutte lo stesso colore.

Questo lo avevano osservato ovviamente anche gli antichi (che avevano un cielo molto migliore del nostro e molto più tempo per osservarlo!...).

Il primo a classificare le stelle in funzione della loro brillantezza fu (per quanto ne sappiamo) Ipparco di Nicea (noto anche come Hipparcos o Ipparco da Rodi, 190 – 120 BC).

Ipparco realizzò un catalogo stellare in cui inserì circa 1080 stelle[1], di cui registrò la posizione sulla sfera celeste. Ipparco classificò la luminosità delle stelle in sei classi. Alla prima appartenevano le stelle di prima grandezza, al secondo gruppo quelle un po' più deboli, e così via fino al sesto gruppo, al quale appartenevano le stelle più deboli visibili in una notte serena senza Luna da un uomo dalla vista perfetta. Questo criterio, ripreso nell'*Almagesto* da Tolomeo, è stato utilizzato per secoli fino a tempi recenti.

Si tratta di un criterio parzialmente soggettivo che tuttavia rimane alla base della classificazione moderna.

Per la classificazione delle stelle in base al loro colore (che comunque era ben noto agli antichi – a esempio il nome Antares, l'α dello Scorpione, viene dal suo colore rosso, da cui anti-ares, che significa anti-marte, opposta a Marte, facendo riferimento proprio al colore rosso del pianeta) bisognerà attendere la nascita della spettroscopia nell' '800.

2.1 La classificazione moderna: flusso, luminosità, magnitudine

Attualmente le stelle vengono classificate in funzione della loro **magnitudine** (**m**) (il termine viene da "grandezza" (sostantivo), *magnitudo* in latino, in inglese *magnitude*). La definizione è quantitativa e precisamente legata a una quantità misurabile, il **flusso** (**F**).

---

[1] Le stelle osservabili a occhio nudo dalla Terra, quindi quelle fino alla sesta magnitudine secondo la classificazione di Ipparco, sono circa 6000, considerando entrambi gli emisferi.

Il flusso è **definito** come la quantità di energia per unità di tempo su unità di superficie (proveniente da una stella o da un'altra sorgente). In mks: joule/s/m^2 o anche W/m^2. In cgs: erg/s/cm^2.

A volte si usa nella prassi definire il flusso come fotoni/s su unità di superficie. Si può fare, ma bisogna ricordare che è possibile convertire questa quantità in energia solo se si conosce la lunghezza d'onda della radiazione. Quando si lavora in una particolare banda spettrale (vedi dopo) si può ragionevolmente esprimere il flusso in questo modo anche perché, come vedremo, i rivelatori contano proprio i fotoni arrivati.

La magnitudine è definita sperimentalmente in funzione del flusso dalla seguente relazione:

$$m = -2.5 \log F + C \qquad (1)$$

in cui C è una costante.

Il segno meno è dovuto alla volontà di rispettare la vecchia scala di Ipparco che assegna valori *maggiori* di grandezza alle stelle meno luminose. Bisogna un po' farci l'abitudine al fatto che al *crescere* della magnitudine le stelle siano sempre più deboli, ma le convenzioni sono così!

Il fattore 2.5 è anch'esso legato in qualche modo a una calibrazione basata sulla vecchia scala. Si può infatti osservare che, a livello di percezione visiva, un passaggio di 5 magnitudini nella vecchia scala (per esempio dalla 6 alla 1) implica una aumento di flusso di circa un fattore 100. Il log di 100 è 2 e con il fattore 2.5 si ottiene proprio un salto di 5 magnitudini.

Cosa implica, in termini di flusso, il passaggio di una magnitudine?

Dalla (1) si ricava facilmente (si consiglia come esercizio) che il flusso aumenta di un fattore circa 2.512. In termini pratici è sufficiente ricordare che per ogni passaggio di un'unità di magnitudine il flusso varia di un fattore 2.5.

La precedente definizione va ovviamente calibrata fissando la costante. Questo può essere fatto misurando il flusso F_0 di una stella di riferimento e assegnando a essa una magnitudine arbitraria m_0. Possiamo scrivere:

$$m = -2.5 \log F + C$$
$$m_0 = -2.5 \log F_0 + C$$

da cui si ricava:

$$m - m_0 = 2.5 \log \frac{F_0}{F}$$

Questa magnitudine arbitraria è fissata, ancora una volta, cercando in qualche modo di rispettare almeno approssimativamente la vecchia scala, in maniera che quelle che erano le stelle di prima grandezza siano all'incirca di magnitudine 1 e così via.

Per fare questo si è ritenuto conveniente assegnare a Vega (α della Lira) la magnitudine 0. Pertanto, se si vuole calibrare il proprio apparato sperimentale in termini di magnitudini, si misura il flusso di Vega e si determina la costante.

Nella pratica sperimentale le calibrazioni si eseguono misurando i flussi di più stelle di riferimento di magnitudine nota.

Ovviamente questo si può fare per qualsiasi altra stella di magnitudine nota. Si misura il flusso, si assegna la magnitudine e si determina quindi la costante *per il proprio apparato sperimentale e in quelle condizioni di misura.*

Infatti il flusso misurato non è una caratteristica intrinseca di una stella, ma dipende da diversi fattori tra i quali l'apparato sperimentale usato (un telescopio più grande raccoglie più flusso, un rivelatore più efficiente registra una frazione maggiore di fotoni, etc.) dalle condizioni del cielo (una postazione in alta quota sotto un cielo terso raccoglie più fotoni di una a bassa quota sotto un cielo leggermente velato), dall'altezza della stella sull'orizzonte, etc.

Fissati tutti questi fattori, quello che rimane costante è il *rapporto tra i flussi* e pertanto la differenza di magnitudine.

Assegnate delle stelle e delle magnitudini di riferimento (come quella di Vega) si sono misurate le magnitudini di una quantità molto grande di stelle (e di altri oggetti). Pertanto è sempre possibile disporre di qualche stella di riferimento per calibrare la scala di magnitudini del proprio apparato.

La scala di magnitudini definita tramite la (1) oltre a essere una definizione quantitativa, ha un po' cambiato le cose rispetto alla scala di Ipparco. Vengono fuori magnitudini negative: alcuni degli oggetti più luminosi del cielo, come Venere e Sirio, hanno magnitudini negative e hanno magnitudini negative, ovviamente molto basse, anche il Sole (m = -26.74) e la Luna (piena = -12.6) che non erano inseriti nella scala di Ipparco. Inoltre, grazie agli strumenti di cui disponiamo, la scala si è notevolmente estesa. Gli oggetti più deboli (in termini di flusso) osservati dai più grandi telescopi raggiungono m = 30. Calcolate, come facile esercizio, a che variazione di flusso corrisponde un passaggio di 30 magnitudini[2].

La magnitudine definita dalla (1) si chiama **magnitudine apparente.** Infatti, il flusso non è una misura intrinseca della quantità di energia prodotta dalla stella in quanto dipende dalla distanza.

La Figura 1 mostra come la luce di una stella si distribuisce su di una sfera di raggio d. Pertanto il flusso misurato, a parità di superficie di raccolta, dipenderà dall'inverso di d^2.

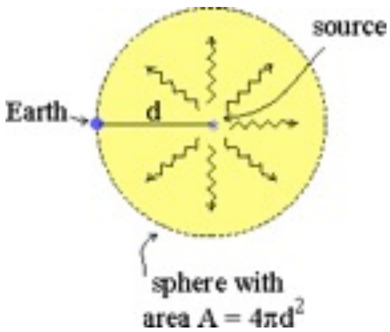


Fig. 1 Il flusso raccolto dipende dall'inverso del quadrato della distanza

[2] Da questo risultato si comprende perchè usiamo una grandezza, la magnitudine, basata sui logaritmi. Ogni qual volta abbiamo a che fare con una grandezza, come il flusso delle stele, la cui variazione si estende su molti ordini di grandezza conviene lavorare con gli ordini di grandezza, e quindi con i logaritmi, piuttosto che con numeri contenenti un numero molto elevato di zeri.

Se moltiplichiamo il flusso per $4\pi d^2$ (la superficie della sfera) otteniamo una importante grandezza *intrinseca* dell'emissione della stella, la sua **Luminosità L**:

$$L = 4\pi d^2 F \qquad (2)$$

La luminosità, essendo stata eliminata la dipendenza dalla distanza fornisce direttamente la quantità di energia al secondo emessa dalla stella (e si misura in J/s o W o in erg/s).

Se vogliamo confrontare l'emissione intrinseca di due stelle dobbiamo prendere in considerazione la loro luminosità (che possiamo ovviamente conoscere, una volta nota la magnitudine apparente, solo se sappiamo la distanza). Per questo si definisce la **magnitudine assoluta M**, definita come la magnitudine apparente di un oggetto posto a 10 pc[3]. Usando la (1) e la (2) si ottiene:

$$M = -2.5\log(\frac{L}{4\pi \cdot d^2}) + C = -2.5\log(\frac{L}{4\pi \cdot 10^2}) + C = -2.5\log L + \log 4\pi + 5 + C \qquad (3)$$

Usando le precedenti definizioni è facile dimostrare (si lascia come esercizio) la relazione che lega magnitudine apparente e magnitudine assoluta:

$$m - M = 5\log d - 5 = 5\log\left(\frac{d}{10}\right) \qquad (4)$$

La differenza m-M è chiamata **modulo di distanza** (in quanto fornisce direttamente l'ordine di grandezza della distanza in parsec). Come vedremo esistono alcune tecniche che permettono di determinare direttamente la differenza m-M e quindi la quantità 5logd-5 da cui si ottiene la distanza in parsec.

Ovviamente la differenza tra due magnitudini assolute fornisce direttamente il rapporto tre la luminosità:

$$M_1 - M_2 = -2.5\log\frac{L_1}{L_2}$$

2.1.1 Precisazione terminologica

Nel linguaggio comune, riferendosi alle stelle, si usano spesso indifferentemente i termini luminosità, brillantezza, intensità: "questa stella è più luminosa (o più brillante) di quell'altra…"

Possiamo continuare a farlo. Ricordandoci però che stiamo usando un linguaggio improprio poiché in astrofisica <u>la luminosità</u> ha un significato fisico preciso che si riferisce all'emissione intrinseca di una stella che NON possiamo osservare e che quello che noi *osserviamo*, è in realtà <u>il flusso</u>.

2.2 Bande spettrali

Le magnitudini precedentemente definite implicano che noi siamo in grado di misurare tutta l'energia (per unità di superficie) che ci proviene dalla stella.
In pratica si misura quasi sempre solo una frazione di questa energia e questa frazione non è sempre

[3] 1pc = 3.26 ly. Per la definizione di parsec vedi lezioni successive.

la stessa. Questo sia perché rivelatori diversi hanno diverse sensibilità spettrali, sia perché, a parità di sensibilità spettrale, stelle di temperature diverse emettono una frazione diversa della loro energia in quell'intervallo spettrale.
Per questo si definisce una magnitudine bolometrica[4] (apparente m_{bol} o assoluta M_{bol}) che è associata al flusso emesso a tutte le lunghezze d'onda.
In pratica la magnitudine bolometrica è una cosa abbastanza difficile da misurare, soprattutto per oggetti non-stellari che a volte emettono dalle onde radio ai raggi gamma!

Resta il problema di poter confrontare tra loro magnitudini misurate con strumenti diversi. Finché le osservazioni erano solo visuali le magnitudini definite come sopra, registrate da osservatori diversi, anche se erano abbastanza imprecise potevano essere facilmente comparate tra loro. Infatti l'occhio umano ha in media per tutti gli individui la stessa sensibilità spettrale e vede la radiazione elettromagnetica compresa tra circa 400 nm e 700 nm (l'intervallo spettrale del visibile, appunto)[5]. Con l'avvento di altri tipi di rivelatori con sensibilità spettrali diverse dall'occhio e diverse tra loro (emulsioni fotografiche, fotomoltiplicatori, termocoppie, CCD, etc.) diventa necessario precisare in quale banda spettrale è stata fatta la misura di flusso.

Una banda spettrale è definita da un intervallo di lunghezze d'onda e viene ottenuta in pratica usando opportuni filtri con una curva di trasmissione la più vicina possibile a una curva di trasmissione standard. Un insieme di bande spettrali definisce un **sistema fotometrico**. Esistono molti sistemi fotometrici, che si sono sviluppati soprattutto in funzione delle caratteristiche dei rivelatori. Storicamente uno dei primi è quello UBV di Johnson-Morgan, poi esteso nelle bande R ed I, ma forse quello più diffuso per i moderni CCD è il sistema UBVRI (che potete trovare scritto anche come UBVRcIc) di Johnson-Cousins[6] e sue varianti più recenti

Band		λeff (nm)	FWHM (nm)
Visual	U	365	66
	B	445	94
	V	551	88
	R	658	138
	I	806	149

Tabella 1. Le 5 bande fotometriche nel sistema UBVRI di Johnson-Cousins. λeff è la lunghezza d'onda del centro della banda. FWHM definisce la larghezza a mezza altezza definita dalla curva di trasmissione del relativo filtro.

---

[4] Il bolometro è uno strumento che, attraverso una misura di temperatura, registra tutta l'energia proveniente da una sorgente.

[5] Per la precisione sarebbe necessario distinguere tra la visione fotopica (dovuta ai coni) che vede il colore) e quella scotopica (dovuta ai bastoncelli). A causa di questo fatto la gamma dei colori realmente percepiti abbraccia un intervallo spettrale un pò minore.

[6] Questi sistemi sono stati sviluppati soprattutto in funzione della risposta spettrale dei fotomoltiplicatori. I sistemi contemporanei tendono a essere leggermente diversi per tenere meglio in considerazione la risposta dei CCD. Tuttavia le considerazioni generali sui sistemi fotometrici rimangono le stesse.

La Tabella 1 riporta le 5 bande fotometriche standard di questo sistema e la Figura 2 le curve di trasmissione dei relativi filtri fotometrici standard. La Tabella riporta il nome delle 5 bande: U: Ultraviolet, B: Blu, V: Visual, R: Red, I: Infrared, la lunghezza d'onda λ_{eff} del centro della banda e la sua larghezza a metà altezza (Full Width Half Maximum, FWHM). Come si vede, queste bande coprono un intervallo spettrale che estende quello dell'occhio umano e che si allarga verso l'ultravioletto e l'infrarosso dove i moderni rivelatori nell'ottico (CCD) sono sensibili.

Se F(λ) è il flusso proveniente da una stella, il flusso misurato in una certa banda (per esempio la banda U) è dato da:

$$F_U = \int F(\lambda) \cdot T_U(\lambda) d\lambda$$

Dove $T_U(\lambda)$ è la trasmissione del filtro U. La relativa magnitudine in banda U è data da:

$$m_U = U = -2.5 \log F_U + C_U$$

In questo modo sono definite le magnitudini nella varie bande, che usualmente sono scritte direttamente come V, B, R, etc.. Ovviamente le costanti di calibrazione per ogni banda sono diverse.

Usando sempre Vega come stella di riferimento si è deciso di assumere che la magnitudine di Vega sia 0 in tutte le bande:

$U_{Vega} = B_{Vega} = V_{Vega} = \ldots . = 0$

In questo modo si possono fissare le costanti di calibrazione, anche se nella pratica si preferisce lavorare con più stelle standard di magnitudine nota in ciascuna banda.

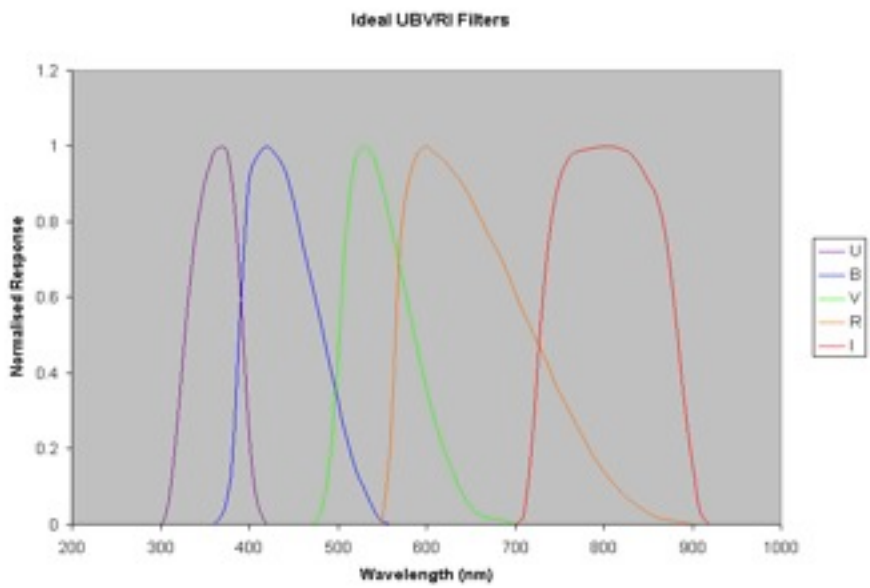


Fig.2 Curve di trasmissione dei filtri fotometrici del sistema UBVRI.

Con lo sviluppo dei moderni rivelatori nell'infrarosso la fotometria si è notevolmente estesa in questa banda spettrale.[7] La Tabella 2 riporta le bande spettrali infrarosse del sistema JHKLM, che vi capiterà d'incontrare spesso nel corso dei vostri studi.

		λeff (nm)	FWHM (nm)
IR	J	1220	213
	H	1630	307
	K	2190	390
	L	3450	472
	M	4750	460

Tabella 2. Le bande spettrali nell'infrarosso del sistema JHKLM

Nei cataloghi astronomici, le magnitudini sono riportate in genere specificando la banda spettrale. Quando questo non è esplicitato spesso ci si riferisce alla banda V, dove è massima la sensibilità spettrale dell'occhio, ma a volte la magnitudine è riportata semplicemente con m e può essere quella fotografica (m_{ph}) perché ottenuta con le vecchie emulsioni fotografiche o quella bolometrica (m_{bol}). Queste magnitudini vanno opportunamente corrette se le si vuole confrontare con le magnitudini in banda fotometrica. La magnitudine fotografica differisce dalla magnitudine visuale in quanto le vecchie emulsioni erano più sensibili al blu. La magnitudine bolometrica, come si diceva in precedenza, tiene conto di tutta l'emissione di una stella. In genere, per definizione, la magnitudine bolometrica è minore di quella in qualsiasi banda. La differenza tra la magnitudine bolometrica e quella di una certa banda è chiamata BC, correzione bolometrica:

$$BC = m_{bol} - m_{\Delta\lambda}$$

Lavorare in una certa banda spettrale consente anche di fare della spettroscopia a larga banda: non si ottiene uno spettro vero e proprio, ma si può avere un'idea dell'emissione di un oggetto a diverse lunghezze d'onda.

Se si lavora in una certa banda si può, con ragionevole approssimazione, assumere che stiamo misurando fotoni la cui lunghezza d'onda è quella del centro della banda. A questa lunghezza d'onda corrisponde una certa frequenza $\nu = c/\lambda$ e quindi una certa energia $E = h\nu$. Se misuriamo il flusso in termini di fotoni al secondo per unità di superficie in quella banda e moltiplichiamo questo valore per E, possiamo fare una ragionevole stima del flusso in quella banda in termini di potenza su unità di superficie.

Le magnitudini determinate nelle bande fotometriche sono necessarie per la misura dell'**indice di colore**, una grandezza di grande importanza in astrofisica che incontreremo in seguito, nel capitolo sulla classificazione spettrale.

---

[7] Una delle più estese survey moderne è la **2Mass** (2 Micron All-Sky Survey) che copre l'intero cielo proprio nell'infrarosso, nelle tre bande fotometriche J, H e K.

2.3 Filtri Interferenziali (cenni)

I filtri utilizzati per filtrare le bande spettrale sfruttano il fenomeno dell'interferenza. Sono costruiti da un insieme di strati sottili (*multilayer*), depositati su di uno strato trasparente, con diverso indice di rifrazione, alternativamente per strati aventi indice più basso e più alto.

L'interferenza si genera sulle superfici di separazione tra gli strati. Più numerose sono le riflessioni più i filtri sono selettivi in lunghezza d'onda. Alcuni filtri a banda stretta (*narrowband*), usati tipicamente per far passare solo alcune linee di emissione caratteristiche (H-alpha, OIII, etc.), hanno bandepassanti di soli pochi nanometri.

La figura 3 riporta l'immagine di una ruota porta-filtri motorizzata (che è accoppiata a una camera CCD) con inseriti alcuni filtri che possono essere inseriti a scelta lungo il cammino ottico tramite un'opportuna rotazione della ruota.

Figura 3. Ruota porta-filtri

2.4 Cenni di Fotometria

Abbiamo in precedenza parlato di fotometria. La fotometria è quella parte dell'astrofisica che si occupa della misura dei flussi. Dai discorsi precedenti si capisce che la conoscenza del flusso è un elemento essenziale per risalire alla luminosità e da questa ai processi energetici alla base dell'emissione di una stella (o di un altro oggetto astronomico).

La misura assoluta del flusso emesso da una stella F_s non è una cosa facile. Il flusso misurato F_m dipende da molti fattori di cui possiamo tenere conto nel seguente modo:

$$F_m = T_{IM} \cdot T_A \cdot T_O \cdot T_F \cdot QE \cdot F_S$$

Dove:

- T_{IM} è la trasmissione del mezzo interstellare (la frazione del flusso che NON viene assorbita dal mezzo)
- T_A la trasmissione dell'atmosfera

- T_o la trasmissione delle ottiche del sistema ottico (Telescopio e altre ottiche)
- T_F la trasmissione del filtro usato
- QE l'efficienza quantica del rivelatore (vedi in seguito la parte sui CCD)

Tutti questi fattori variano caso per caso, dipendono dalla lunghezza d'onda e non è banale valutarli. A esempio la trasmissione dell'atmosfera non solo varia in funzione dell'altezza sull'orizzonte, ma può cambiare anche da una sera all'altra in funzione delle condizioni del cielo[8].

Le misure di flusso *assolute* sono complesse, in quanto richiedono una valutazione quantitativa precisa di tutto ciò che agisce sul flusso tra l'arrivo della luce fuori dall'atmosfera terrestre e la sua registrazione. Un ordine di grandezza della precisione ottenibile è di circa 0.02 magnitudini.

Tuttavia, se si lavora in condizioni simili, è decisamente più facile fare misure di flusso *relative*. Usando una serie di stelle di riferimento standard (per cui qualcuno si è preso la briga di fare delle misure di flusso assolute, le più precise possibile)[9] e tenendo opportunamente conto dei fattori che variano tra la misura dello standard e quella del nostro soggetto si possono ottenere ragionevoli precisioni. Questo tipo di misure sono diventate molto più facili con l'uso dei CCD (che studieremo in seguito) in quanto *sulla stessa immagine* si possono misurare con precisione i flussi di molte stelle, tutte riprese nelle stesse condizioni. In misure relative si possono raggiungere precisioni dell'ordine di 0.001 magnitudini.

Come esempio di misura di flusso relativa, la figura 4 riporta la curva di variabilità di una stella dovuta alla sua occultazione da parte di un pianeta (esopianeta). La curva è stata ottenuta con uno strumento amatoriale e la variazione di magnitudine misurata è di circa 0.02 magnitudini.

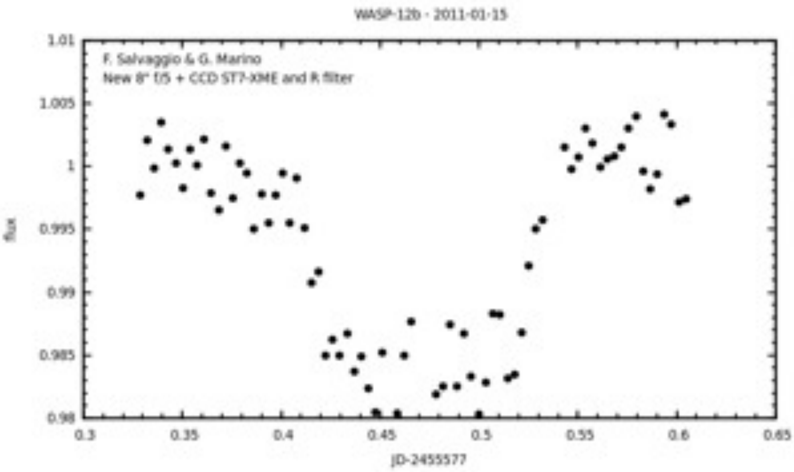


Figura 4. Curva di transito di un esopianeta. Si apprezza la modesta variazione del flusso della stella (normalizzato ad 1) misurata con uno strumento amatoriale

Come sono legate la precisione della misura del flusso e quella della magnitudine?

---

8 Stiamo per ora ignorando gli effetti del mezzo interstellare

9 Il corrente insieme di stelle fotometriche standard nel sistema UBVRI più usato dagli astronomi è quello misurato da Arlo U.Landolt (Astronomical Journal, Vol.104, 1, 340-371, 1992). Vedi anche http://www.noao.edu/wiyn/queue/images/tableA.html

Usando la relazione (1) e la regola di propagazione degli errori, si lascia come semplice esercizio dimostrare che:

$$\sigma_m \approx 1.08 \cdot \frac{\sigma_F}{F} \tag{5}$$

in cui le σ sono gli scarti quadratici medi.

Poiché F/σ_F è il rapporto Segnale-Rumore (S/N), la (5) si può scrivere anche:

$$\sigma_m \approx \frac{1.08}{S/N} \tag{6}$$

La (6) ci sarà utile per ottenere l'indeterminazione sulla magnitudine in funzione del rapporto S/N nella nostra attività di laboratorio.

La (6) ci dice immediatamente anche che per avere la precisione di 1/100 di magnitudine dobbiamo ottenere un S/N di circa 100 (o anche di più, se si tiene conto che l'errore massimo è circa 3σ). Ciò non è sempre facile soprattutto per sorgenti deboli. Per questo sui cataloghi si trovano spesso magnitudini misurate con precisione relativamente modesta (e riportate in genere con una sola cifra decimale) che possono differire anche di 0.5 magnitudini da un catalogo all'altro.

Vedremo in maggiore dettaglio alcune tecniche fotometriche nel corso delle esercitazioni di laboratorio.

In figura 5 una immagine 3D di un campo stellare acquisito con un CCD: il punto di partenza per le misure fotometriche.

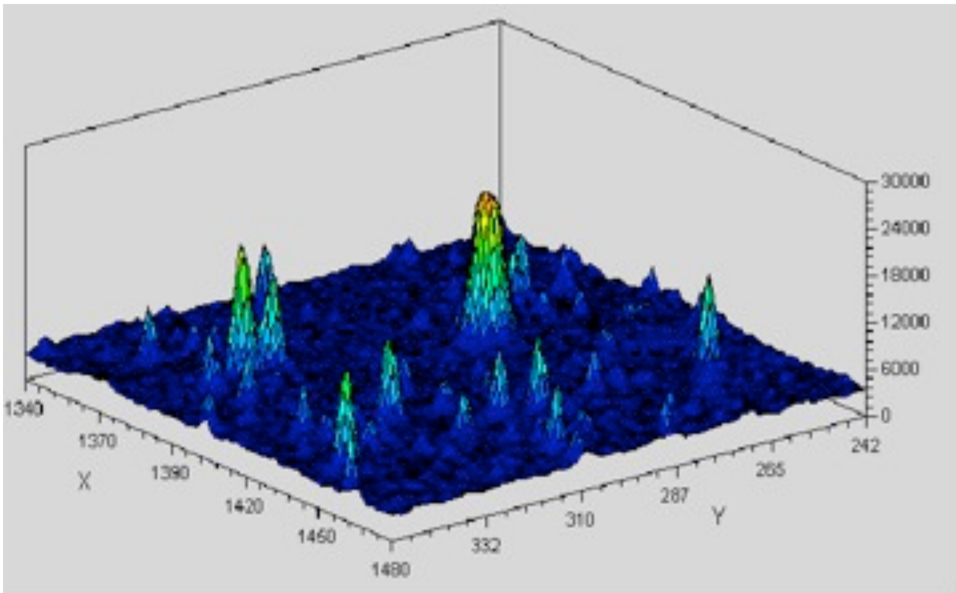


Figura 5. Immagine 3D di un campo stellare ripreso con CCD. A ogni profilo corrisponde una stella di diversa magnitudine.

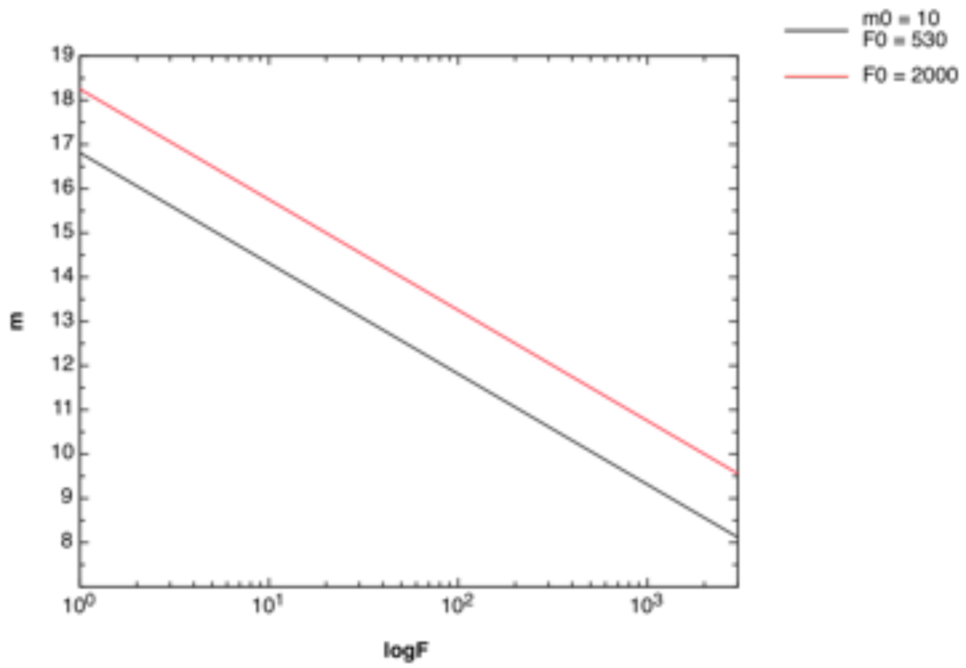
7. Un esempio di calibrazione

Dalla equazione

$$m - m_0 = 2.5 \log \frac{F_0}{F}$$

si vede che la relazione tra m ed F è una retta nel piano (m,logF).

Se per un certo apparato sperimentale una stella di m = 10 produce un flusso di 530 conteggi al secondo, si ottiene la seguente retta di calibrazione in nero. Ma se un altro apparato misura per la stessa stella 2000 conteggi (a esempio un telescopio di diametro doppio) si ottiene un'altra retta di calibrazione (in rosso, retta superiore). Si può notare dal grafico come aumentando l'apertura del telescopio si ottengano, a parità di flusso, magnitudini maggiori.



Quando si calibra è opportuno, come detto in precedenza, calibrare su più stelle, in maniera da ottenere più costanti di calibrazione. Le costanti ottenute dovrebbero essere uguali, ma a causa delle indeterminazioni sulle misure, non lo saranno mai ! Se ne prende il valore medio e si ottiene una costante di calibrazione sicuramente più precisa di quella che si otterrebbe calibrando su di una sola stella.