

# Cenni di Fotometria $BVR_cI_c$ degli Asteroidi

## - Con Calibrazione Tramite Stelle di Landolt -

Dott. Albino Carbognani, Ph.D.

Versione del 27 luglio 2019

### 1-Introduzione

Uno degli obiettivi nello studio degli asteroidi e, in particolare, dei **near-Earth** (NEA) è comprendere da dove hanno origine. I NEA sono asteroidi su orbite caotiche che vanno continuamente “persi” per via delle collisioni con i pianeti, il Sole o perché vengono espulsi dal Sistema Solare. Considerato che la vita media di un NEA è dell’ordine di **100 milioni di anni** è chiaro che la popolazione deve essere continuamente rifornita di nuovi corpi provenienti da una o più sorgenti. Per i NEA gli spettri di riflettanza mostrano che sono corpi ricchi di minerali silicatici quindi una prima sorgente è sicuramente la **Fascia Principale**, ossia la regione di spazio compresa fra Marte e Giove contenente una ricca popolazione di quasi  $10^6$  asteroidi noti.

Nella Fascia Principale ci sono diversi meccanismi che possono trasferire gli asteroidi verso il Sistema Solare interno come la risonanza orbitale di moto medio 3:1 con Giove oppure la risonanza secolare  $v_6$  con Saturno. Queste risonanze, coadiuvate dall’effetto Yarkovsky, operano su tempi scala dell’ordine di 10-100 milioni di anni e sono responsabili di circa il 60% della popolazione di NEA.

Classe	$B-V$	$V-R_c$	$V-I_c$
A	1,018	0,560	0,978
B	0,666	0,361	0,695
C	0,698	0,376	0,744
D	0,734	0,464	0,960
F	0,633	0,366	0,712
G	0,739	0,370	0,728
Q	0,817	0,424	0,725
R	0,905	0,479	0,767
S	0,846	0,475	0,889
T	0,769	0,447	0,910
V	0,810	0,413	0,651
X	0,697	0,410	0,818

Tabella 1 – Tipici indici di colore degli asteroidi per le classi di Tholen (Dandy et al., 2003).

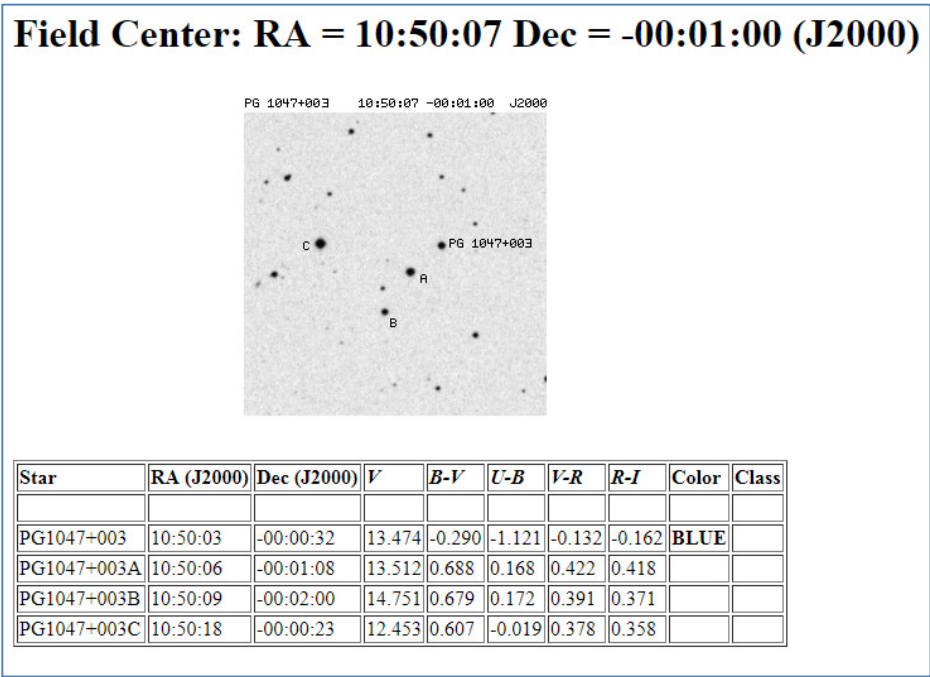
Un’altra possibile sorgente di NEO (ossia asteroidi + comete), sono le comete estinte della famiglia di Giove anche se non è chiaro quale possa essere l’effettivo contributo numerico alla popolazione dei NEO, le stime oscillano dallo 0 al 40%. Ci possono essere altre sorgenti? Probabile, ma non lo sappiamo.

Per studiare il problema dell'origine dei NEO è necessaria la classificazione del maggior numero di NEO, cosa che si può ottenere incrociando i dati degli spettri e dell'albedo. Con l'uso di uno spettroscopio ottico e per il vicino infrarosso si può ottenere lo spettro di riflettanza dell'asteroide mentre con misure nell'IR termico si può ottenere l'albedo.

Tuttavia queste misure richiedono molto tempo e telescopi di grande diametro. Un metodo più efficiente, anche se meno accurato, è la fotometria a banda larga. Quest'ultima permette, usando appositi filtri ottici (vedi Fig. 2 e 3), di ottenere gli indici di colore della superficie dell'asteroide e quindi di avere un'idea della sua composizione (vedi Tab. 1).

## 2-I campi di Landolt

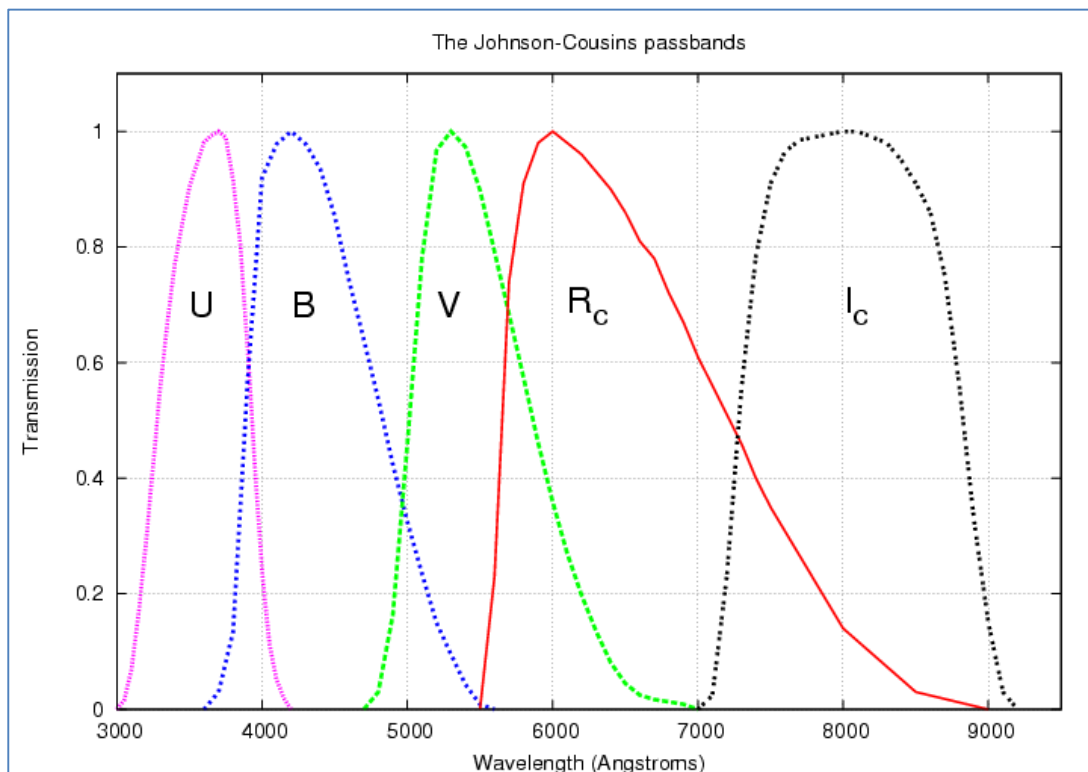
La corretta calibrazione fotometrica delle immagini CCD è una esigenza vitale per molti programmi di ricerca scientifica, non solo quelli per la caratterizzazione fotometrica degli asteroidi. Per gli osservatori è importante la scelta di stelle di calibrazione ben note e universalmente usate. In questo modo si può massimizzare il tempo impiegato nell'esecuzione dell'osservazione vera e propria ed ottenere risultati direttamente confrontabili con quelli altrui.



*Figura 1 – Un esempio di campo di Landolt. Per ogni stella viene data la magnitudine in banda V e gli indici di colore B-V, U-B, V-R<sub>c</sub> e R-I<sub>c</sub> (Selected UBVRI Photometric Standard Stars from Landolt 1992, AJ, 104, 340).*

Un punto di riferimento nel campo della fotometria a banda larga sono i campi stellari, posti in prossimità dell'equatore celeste, contenenti le **stelle standard** misurate da **Arlo Landolt**<sup>1</sup> negli ultimi decenni (vedi Fig. 1).

Landolt ha dedicato gli ultimi 30 anni della sua vita a questo lavoro fotometrico fondamentale e i suoi campi stellari sono usati in tutti i campi dell'astrofisica. Trovandosi sull'equatore celeste i campi sono osservabili dalla maggior parte della superficie terrestre senza particolari problemi. I filtri fotometrici usati da Landolt per il suo lavoro sono i classici filtri a banda larga **U** (ultravioletto), **B** (blu), **V** (visibile), **R<sub>c</sub>** (rosso) e **I<sub>c</sub>** (infrarosso) di **Johnson-Cousins** quindi ci atterremo a questo standard (vedi Figure 2 e 3).



*Figura 2 - Le curve di trasmissione dei filtri UBVR<sub>c</sub>I<sub>c</sub> del sistema fotometrico Johnson-Cousins.*

---

<sup>1</sup> <http://james.as.arizona.edu/~psmith/61inch/ATLAS/tableA.html>



Figura 3 – I filtri fotometrici interferenziali Johnson-Cousins commercializzati dalla Astrodon.

### 3-La magnitudine strumentale e l'assorbimento atmosferico

Scelto un filtro fotometrico (ad esempio il V), una qualsiasi sorgente celeste, stella o asteroide che sia, quando è osservata dalla superficie terrestre subisce un effetto di assorbimento e scattering atmosferico della radiazione che ne riduce la luminosità apparente, ossia ne alza il valore della magnitudine apparente. Sulla immagine CCD, scegliendo un opportuno anello di misura, si potrà ottenere la **magnitudine strumentale** della sorgente (supposta puntiforme), tramite l'equazione:

$$v = -2,5 \log_{10} \left( F / \Delta t \right) \quad (1)$$

Nella Eq. (1)  $F$  è il flusso luminoso della sorgente (al netto del fondo cielo) e  $\Delta t$  è il tempo di esposizione dell'immagine in secondi. Notare che la **magnitudine strumentale è normalizzata ad un tempo di esposizione di 1 s**. Il flusso  $F$  sarà espresso dal **numero di elettroni totali** estratti dalla radiazione della sorgente sul sensore CCD al netto del contributo del fondo cielo.

Per passare dalla magnitudine strumentale a quella reale osservata dovrà essere sommata un'opportuna costante di “**punto zero**” che chiameremo  $Z_v$ :

$$V_1 = v + Z_v \quad (2)$$

La costante  $Z_v$  andrà determinata ricorrendo alle stelle standard. Tuttavia la magnitudine  $V_1$  data dalla Eq. (2) è relative ad una certa altezza della sorgente sull'orizzonte ma a noi interessa la magnitudine che la sorgente avrebbe se non ci fosse l'atmosfera **così da ricondurci ad una situazione identica per tutti gli osservatori**. Come possiamo correggere il valore della magnitudine  $V_1$ ? Non è difficile capirlo. Consideriamo un fascio di radiazione con flusso  $F_0$  che arriva da fuori l'atmosfera. Attraversando l'atmosfera terrestre il flusso subisce un'attenuazione di tipo **esponenziale** data da:

$$F = F_0 e^{-k_1 X} \quad (3)$$

Nella Eq. (3)  $X$  è la lunghezza del cammino ottico seguito e  $k_1$  è l'**opacità**, ossia un coefficiente numerico che caratterizza l'assorbimento della radiazione. Se si passa dai flussi alle magnitudini usando la **formula di Pogson**, si ha:

$$V - V_1 = -2,5 \log_{10} \left( \frac{F_0}{F} \right) = -kX$$

dove  $k = [2,5 \log_{10}(e)]k_I$  è il **coefficiente di estinzione atmosferica**. Tenendo conto della Eq. (2), la magnitudine vera fuori atmosfera sarà data da:

$$V = V_1 - kX = v + Z_v - kX \quad (4)$$

Se la distanza zenitale della sorgente vale  $z$  il percorso in atmosfera (**airmass**) è dato da  $X = 1/\cos(z)$ , quindi è una quantità nota. Questa formula per  $X$  assume come unità di misura il cammino ottico atmosferico allo zenit ed è applicabile per valori di  $z$  non superiori a  $70^\circ$  circa.

In sintesi, per ottenere la magnitudine fuori atmosfera della nostra sorgente puntiforme la magnitudine strumentale va corretta sia per la magnitudine di punto zero sia per l'assorbimento atmosferico. In realtà esiste un'ulteriore correzione additiva che dipende da come l'apparato telescopio + camera CCD percepisce il colore della sorgente rispetto ad un apparato standard. Questa correzione dipende dal colore della sorgente e la applicheremo nella prossima sezione.

#### 4-Calibriamo il modello atmosferico-strumentale

Giunti a questo punto sarà chiaro perché la **magnitudine vera** (ossia **fuori atmosfera**) di una sorgente nella banda V (ad esempio), sarà data in generale dall'equazione (Harris et al., 1981):

$$V - v = Z_v - k_v \cdot X + C_v(B - V) \quad (5)$$

In questo modello atmosferico-strumentale trascuriamo la correzione di colore per il coefficiente di assorbimento atmosferico. Nella Eq. (5)  $B$  and  $V$  sono le magnitudini vere della sorgente,  $Z_v$  è la magnitudine di punto zero;  $v$  è la magnitudine strumentale nella banda V,  $k_v$  è il relativo coefficiente di estinzione atmosferico e  $C_v$  è il **coefficiente strumentale** per la correzione del colore. Tutti i coefficienti della Eq. (5), che esprime la magnitudine vera della stella in termini di quantità misurabili, possono essere determinati usando come sorgenti di calibrazione le stelle dei campi di Landolt.

Per eseguire questo tipo di calibrazione il periodo d'osservazione dovrà essere **“fotometrico”**, ossia le **condizioni di trasparenza dovranno essere costanti nel tempo**. Le serate con nubi vaganti o con variazioni importanti dell'umidità dell'aria non sono molto adatte per la misura degli indici di colore. Per ottenere i coefficienti  $Z_v$ ,  $k_v$  e  $C_v$ , durante l'osservazione del target, basterà riprendere alcuni campi di Landolt, con lo stesso filtro fotometrico, a diverse distanze zenitali. Vale la regola: **maggiore la differenza fra le airmass e meglio è**, altrimenti si dovrà adottare un valore standard e fisso per il coefficiente di estinzione atmosferica  $k_v$  e determinare solo  $Z_v$  e  $C_v$ .

Una volta misurate le magnitudini strumentali di ciascuna stella di Landolt, basterà scrivere una Eq.(5) per ogni stella e risolvere numericamente il sistema di equazioni lineari così ottenuto. Considerato che i coefficienti da determinare sono 3 sono necessarie **almeno 3 stelle di Landolt** poste ad airmass sensibilmente diverse l'una dall'altra. Tuttavia, in un campo di Landolt ci possono essere diverse stelle che possono essere utilizzate per la calibrazione del modello atmosferico-strumentale (vedi Fig. 1) e facilmente ci si ritroverà ad avere un sistema di equazioni lineari con un **numero di equazioni superiore al numero di incognite** (sistema **sovradeterminato**). In questo caso la soluzione è ai **minimi quadrati** e si otterranno anche le incertezze (ossia la deviazione standard), per ciascun coefficiente.

Ovviamente si possono scrivere analoghe equazioni anche per i filtri  $B$ ,  $R_c$  e  $I_c$  quindi conviene fare “un giro di ruota” (portafiltri), ogni volta che si riprende il target e i campi di Landolt:

$$B - b = Z_b - k_b \cdot X + C_b(B - V) \quad (6)$$

$$R_c - r = Z_r - k_r \cdot X + C_r(V - R_c) \quad (7)$$

$$I_c - i = Z_i - k_i \cdot X + C_i(V - I_c) \quad (8)$$

Anche i coefficienti di queste equazioni si determinano nello stesso modo già illustrato per il filtro V. Per restare sul concreto vediamo che numeri si possono ottenere. Valori per i punti zero delle magnitudini possono, ad esempio, essere i seguenti (Carbognani, 2019):

$$Z_b = 22,38 \pm 0,05; Z_v = 22,39 \pm 0,04; Z_r = 22,69 \pm 0,04; Z_i = 21,89 \pm 0,05 \text{ mag}$$

Questi invece i valori che si possono ottenere per i coefficienti di estinzione atmosferica:

$$k_b = 0,26 \pm 0,03; k_v = 0,15 \pm 0,02; k_r = 0,13 \pm 0,03; k_i = 0,09 \pm 0,03 \text{ mag/airmass}$$

Naturalmente questi coefficienti valgono solo per il periodo osservativo in questione. **Notare come l'assorbimento atmosferico diminuisca sensibilmente passando dal blu all'infrarosso.** Se si eseguono nuove osservazioni del target la notte successiva la calibrazione con Landolt andrà rifatta da capo. I valori dei coefficienti  $C$  invece riguardano l'apparato strumentale e possono avere una validità di qualche mese. Si possono ottenere valori del tipo:

$$C_b = 0,14 \pm 0,02; C_v = -0,04 \pm 0,01; C_r = -0,12 \pm 0,02; C_i = 0,01 \pm 0,02$$

## 5-Gli indici di colore del target

Usando i coefficienti atmosferico-strumentali precedentemente determinati usando le stelle dei campi di Landolt, si possono ottenere rapidamente le equazioni che ci permettono di ottenere gli **indici di colore** del nostro target (alias asteroide). Semplicemente, basta calcolare le differenze fra le equazioni (5)-(8). Si ottiene:

$$(B - V) = \frac{Z_b - Z_v + b - v - k_b X_b + k_v X_v}{1 - C_b + C_v}$$

$$(V - R_c) = \frac{Z_v - Z_r + v - r - k_v X_v + k_r X_r + C_v(B - V)}{1 + C_r} \quad (9)$$

$$(V - I_c) = \frac{Z_v - Z_i + v - i - k_v X_v + k_i X_i + C_v(B - V)}{1 + C_i}$$

Nelle Eq. (9) ora  $b$ ,  $v$ ,  $r$  e  $i$  sono le magnitudini strumentali del target, così come  $X$  è l'airmass misurata per il target. In questo modo gli indici di colore ottenuti sono in un **sistema fotometrico standard** e, usando la Tab. 1, si potrà avere un'indicazione della classe tassonomica dell'asteroide. Ovviamente in una notte fotometrica è preferibile osservare quanti più asteroidi possibile in modo da sfruttare al meglio la calibrazione fotometrica ottenuta laboriosamente con i campi di Landolt. Per ciascun asteroide il tempo di osservazione per la ripresa di un set BVR<sub>c</sub>I<sub>c</sub> dovrà essere il più breve possibile per non dare

modo all'asteroide di ruotare sensibilmente attorno al proprio asse, evento che altererebbe i valori della magnitudine per ciascun filtro e quindi falserebbe gli indici di colore.

## **Bibliografia**

Carbognani, A., (2019). "The Color Indices of the NEA (66391) 1999 KW4", *Minor Planet Bulletin* **46**, 421.

Dandy, C.L., Fitzsimmons, A., and Collander-Brown, S.J., (2003). "Optical colors of 56 near-Earth objects: trends with size and orbit." *Icarus* **163**, 363-373.

Harris, W.E., Fitzgerald, M.P., Reed, B.C. (1981). "Photoelectric Photometry: an Approach to Data Reduction." *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* **93**, 507-517.

Landolt, A.U. (1992). "UBVRI photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator." *A.J.* **104**, 340-371. <http://web.pd.astro.it/blanc/landolt/landolt.html>