



Magnitudini e Diagramma HR

Giuseppe Cutispoto

INAF - Osservatorio Astrofisico di Catania
giuseppe.cutispoto@inaf.it

Versione: marzo 2026

Questa dispensa, distribuita gratuitamente, non vuole rappresentare un testo organico, ma più semplicemente presentare alcune informazioni utili alla risoluzione dei problemi dei Campionati Italiani di Astronomia.

Nella dispensa non si fa distinzione né tra le categorie dei partecipanti né tra le tre fasi della competizione. Un'indicazione su quali parti ogni studente deve considerare per la propria preparazione può essere ricavata incrociando i contenuti della dispensa con il syllabus (<http://www.campionatiastromia.it/syllabus/>).

La dispensa contiene immagini e informazioni prelevate da siti web pubblici. L'autore ritiene che nessuna sia protetta da copyright, in caso contrario saranno prontamente rimosse e/o le fonti correttamente citate.

Indice

Cenni storici	2
Magnitudine apparente	2
Assorbimento dell'atmosfera	2
Operazioni con le magnitudini	3
Magnitudine apparente di sorgenti estese	3
Magnitudine Assoluta	3
Parallassi fotometriche	4
Sistemi fotometrici e indici di colore	4
Spettri stellari	5
Legge di Planck e classificazione spettrale	5
Il diagramma HR (o di Hertzsprung-Russell)	6
Appendici	
1 - Estinzione atmosferica (o assorbimento)	7
2 - Le Cefeidi e la relazione Periodo-Luminosità	8
3 - Le Supernovae di "Tipo Ia"	9
4 - L'indice di colore (B-V) e la temperatura effettiva	9

Cenni storici

La moderna scala delle magnitudini deriva da quella utilizzata dagli astronomi dell'epoca ellenistica. Le stelle visibili a occhio nudo erano suddivise in sei magnitudini, con un metodo empirico probabilmente ideato da Ipparco: le più luminose, cioè quelle che apparivano per prime nel cielo dopo il tramonto, erano dette di prima magnitudine; proseguendo si arrivava infine alla sesta magnitudine, le stelle più deboli visibili in una notte senza Luna.

Nel 1856 R.N. Pogson propose una scala logaritmica, dove una stella di prima magnitudine è 100 volte più luminosa di una di sesta. Al tempo si credeva infatti che l'occhio umano rispondesse alle variazioni di luminosità su scala logaritmica. Sebbene poi si capì che ciò è solo approssimativamente vero, la scala delle magnitudini non venne modificata. Oggi questo sistema ha come riferimento la stella Vega (= α Lyr), la cui magnitudine, vedere paragrafo successivo, è posta pari a zero. Oggetti più luminosi di Vega hanno magnitudini negative.

Magnitudine apparente

La magnitudine apparente m di una stella (in generale di un corpo celeste) è un indice di quanto ci appare luminosa nel cielo. Detto F il flusso misurato (quantità di energia che arriva a Terra per unità di tempo e di superficie) si ha per definizione:

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

Di norma il flusso è misurato solo in un intervallo dello spettro elettromagnetico, per cui spesso si riporta un'indicazione della lunghezza d'onda a cui è stata fatta la misura. Ad esempio con il simbolo m_v si indica una misura del flusso nella banda V (vedere paragrafo "sistemi fotometrici e indici di colore"). Se una magnitudine apparente è riportata senza una specifica indicazione si può assumere che si tratti della magnitudine visuale.

La magnitudine apparente è una quantità abbastanza facile da misurare ed è nota per gran parte degli oggetti visibili nel cielo. La costante "C" è scelta in modo che la magnitudine visuale di Vega (= α Lyr) sia pari a zero.

Poiché le stelle non emettono la stessa quantità di radiazione a tutte le lunghezze d'onda (si veda il paragrafo spettri stellari), la magnitudine apparente può variare in modo significativo in funzione della banda di osservazione. Ad esempio nella banda V (centrata alla lunghezza d'onda 5500 Å) la stella più luminosa del cielo è Sirio (= α CMa), mentre nella banda J (centrata alla lunghezza d'onda 1.25 μm) la stella più luminosa è Betelgeuse (= α Ori).

Infine è importante notare che la scala delle magnitudini è "inversa", quindi a numero minore corrisponde una luminosità maggiore. A occhio nudo si possono osservare stelle fino a $m \approx 6$; con telescopi con apertura dell'ordine di 8m posti a terra fino a $m \approx 28$. Il telescopio spaziale Hubble può osservare oggetti con $m \approx 32$, mentre l'ELT, attualmente in fase di costruzione, dovrebbe poter osservare stelle con $m \approx 34$.

Detta L la luminosità di una stella (energia elettromagnetica totale emessa nell'unità di tempo) e d la sua distanza, il flusso misurato a Terra (F) è legato alla luminosità dalla relazione:

$$F = \frac{L}{4\pi d^2}$$

Il flusso diminuisce col quadrato della distanza, quindi la magnitudine apparente non fornisce indicazioni sulla reale luminosità di una stella: stelle di pari luminosità poste a distanza diversa hanno magnitudini apparenti diverse.

Poiché le stelle si comportano, con buona approssimazione, come dei corpi neri (un corpo ideale che assorbe tutta la radiazione incidente su di esso, vedere paragrafo Legge di Planck e classificazione spettrale) la loro luminosità è data da:

$$L = 4 \pi R^2 \sigma T^4$$

dove R è il raggio della stella, T la temperatura della fotosfera in gradi assoluti e σ la costante di Stefan-Boltzmann.

La luminosità si misura in Joule al secondo ovvero in Watt ($\frac{J}{s} = W = \frac{kg m^2}{s^3}$), il flusso in $\frac{W}{m^2}$

Assorbimento dell'atmosfera

Molte delle lunghezze d'onda della radiazione proveniente dalle stelle (quali raggi γ , raggi X e gran parte dell'infrarosso) non arrivano sulla superficie della Terra, in quanto completamente assorbite dall'atmosfera. Le radiazioni che arrivano al suolo subiscono comunque un assorbimento, che dipende dalla lunghezza d'onda, dall'altezza della stella sull'orizzonte, ovvero da quanta atmosfera la radiazione deve attraversare prima di raggiungere il rivelatore, e da caratteristiche del luogo di osservazione come l'altitudine o la temperatura dell'aria. Per rendere confrontabili le misure di magnitudini ottenute da osservatori diversi, o dallo stesso osservatore in momenti diversi, è necessario rimuovere l'assorbimento dell'atmosfera. Ciò viene fatto calcolando, con il cosiddetto "metodo di Bouguer", il coefficiente di estinzione atmosferica k e i valori delle magnitudini in assenza dell'atmosfera (vedere Appendice 1). Le magnitudini che si trovano nei cataloghi sono quindi quelle che le stelle avrebbero se osservate fuori dall'atmosfera terrestre (ovvero se la Terra non avesse un'atmosfera).

Operazioni con le magnitudini

Differenza

La differenza tra le magnitudini di due stelle può essere calcolata direttamente. Dette m_1 e m_2 le magnitudini apparenti di due stelle, la loro differenza Δm è semplicemente:

$$\Delta m = m_1 - m_2$$

Dalle definizioni di magnitudine, flusso e luminosità e dette R , T e d il raggio, la temperatura della fotosfera e la distanza, si può esprimere la differenza di magnitudine di due stelle in funzione di queste caratteristiche:

$$\Delta m = -2.5 \log F_1 + C + 2.5 \log F_2 - C$$

$$\Delta m = -2.5 \log \left(\frac{F_1}{F_2} \right) = -2.5 \log \left(\frac{R_1^2 \cdot T_1^4}{d_1^2} \cdot \frac{d_2^2}{R_2^2 \cdot T_2^4} \right)$$

Somma

Le magnitudini di due o più stelle non si possono sommare direttamente. Ciò è intuitivo, in quanto sommando direttamente la magnitudine (ovvero la luminosità) di due stelle otterremmo un numero maggiore, ovvero, essendo la scala delle magnitudini inversa, un oggetto meno luminoso. Occorre invece sommare dapprima i flussi.

Per un numero qualsiasi di stelle con magnitudine $m_1, m_2, m_3, \dots$, la magnitudine totale m_T è data dalla relazione:

$$m_T = -2.5 \log \left(10^{-0.4 m_1} + 10^{-0.4 m_2} + 10^{-0.4 m_3} + \dots \right)$$

Nel caso di sole due stelle può risultare utile utilizzare la seguente relazione:

$$m_T = m_2 - 2.5 \log \left(10^{-0.4 (m_2 - m_1)} + 1 \right)$$

Dove è possibile scambiare m_2 con m_1 ottenendo lo stesso risultato.

Magnitudine apparente di sorgenti estese

Le relazioni sin qui fornite si riferiscono a oggetti puntiformi, come, data la loro grande distanza, possono essere considerate tutte le stelle. La luminosità totale di una sorgente astronomica estesa, come ad esempio un pianeta, una galassia, un ammasso stellare o una cometa, è espressa dalla magnitudine integrata.

La magnitudine integrata (m_{int}), di un oggetto esteso si ricava a partire dalla sua magnitudine superficiale (m_{sup}), che indica la magnitudine di una porzione standard (di norma pari a 1 arcsec²) della sorgente.

Se un oggetto esteso ha m_{sup} uniforme, detta A la sua area totale (espressa nelle medesime unità dell'area a cui si riferisce la m_{sup}) vale la seguente relazione:

$$m_{\text{int}} = m_{\text{sup}} - 2.5 \log A$$

La magnitudine superficiale ci fornisce un'indicazione di quanto la sorgente estesa è facilmente osservabile in contrasto con la luminosità intrinseca del cielo. Nella banda V la luminosità del cielo notturno allo zenith V_{cielo} in assenza di Luna e di inquinamento luminoso è:

$$V_{\text{cielo}} \sim 21.9 \frac{\text{mag}}{\text{arcsec}^2}$$

Se un oggetto esteso e uno puntiforme hanno la stessa magnitudine, vuol dire che riceviamo da essi la stessa quantità totale di luce; tuttavia l'oggetto esteso sarà molto più difficile da osservare di quello puntiforme, poiché la sua luce è dispersa su un'area. Ad esempio se si dice che una cometa ha magnitudine apparente 4, ci si riferisce alla sua magnitudine integrata ed è molto difficile che la cometa sia realmente visibile a occhio nudo. È abbastanza comune imbattersi in questo tipo di errore nelle comunicazioni sui giornali o le riviste non specializzate.

Magnitudine Assoluta

Le magnitudini apparenti non forniscono informazioni sulla vera luminosità di un oggetto. Oggetti uguali ma posti a distanza diversa avranno magnitudini apparenti diverse; allo stesso modo un oggetto molto luminoso a grande distanza potrà avere una magnitudine maggiore di uno poco luminoso ma molto vicino.

La magnitudine assoluta M di una stella (o più in generale di un corpo celeste) è definita come la magnitudine apparente che la stella avrebbe se si trovasse a una distanza di 10 parsec. M è una vera stima della luminosità, infatti una stella più luminosa di un'altra ha un valore di M più piccolo.

Esprimendo la distanza d in parsec, esiste una semplice relazione che lega m con M :

$$M = m + 5 - 5 \log d$$

Come per le magnitudini apparenti è possibile esprimere la differenza ΔM tra due magnitudini assolute in funzione delle caratteristiche fisiche delle stelle:

$$\Delta M = M_1 - M_2 = -2.5 \log \left(\frac{R_1^2 \cdot T_1^4}{R_2^2 \cdot T_2^4} \right)$$

Ovviamente in questa relazione non appare la distanza, in quanto è pari a 10 parsec per entrambe le stelle. Per la somma di due o più magnitudini assolute valgono le stesse formule delle magnitudini apparenti.

Anche per la magnitudine assoluta occorre specificare la lunghezza d'onda a cui viene effettuata la misura. Se si considera solo la banda V, si avrà la magnitudine assoluta visuale M_V . Se si riesce ad effettuare, molto spesso con metodi indiretti, una misura dell'energia totale emessa da una stella a tutte le lunghezze d'onda otterremo la cosiddetta magnitudine assoluta bolometrica.

Parallassi fotometriche

La relazione che lega la magnitudine assoluta a quella apparente è estremamente utile nel caso in cui per un oggetto di distanza non nota si riesca a stimare la magnitudine assoluta. Dalla misura della magnitudine apparente potremo allora ricavare la distanza, in parsec, dell'oggetto:

$$d \text{ (pc)} = 10^{\left(\frac{m-M+5}{5}\right)}$$

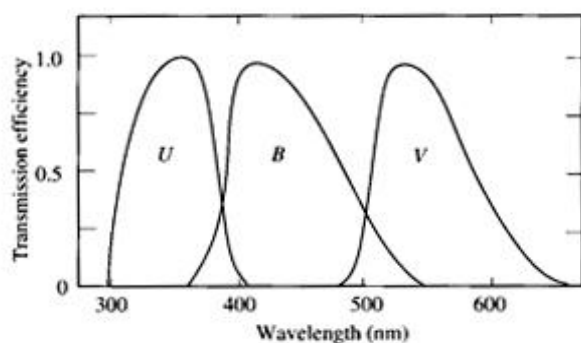
Questo metodo per calcolare le distanze, detto delle parallassi fotometriche, è molto utile per oggetti per cui non è possibile, data la loro grande distanza, ricavare una parallasse trigonometrica.

La magnitudine assoluta può essere ricavata dall'analisi dello spettro di una stella (vedere le sezioni spettri stellari e diagramma HR) o per particolari tipi di stelle quali le cefeidi (vedere Appendice 2) o per le supernovae di Tipo Ia (vedere Appendice 3).

Sistemi fotometrici e indici di colore

In astronomia un "sistema fotometrico" è un insieme filtri con una risposta ben definita e stabile in lunghezza d'onda. Ogni filtro è caratterizzato da una lunghezza d'onda di massima sensibilità e da una "larghezza di banda". Per lunghezze d'onda al di fuori della larghezza di banda la trasmissione della radiazione da parte del filtro diminuisce drasticamente. L'uso dei sistemi fotometrici permette di confrontare tra loro misure effettuate con strumenti diversi. Inoltre, un'opportuna scelta della lunghezza d'onda del massimo e della larghezza di banda consente di ricavare, come nel caso dell'indice B-V descritto nel seguito, caratteristiche fisiche delle stelle osservate.

Il sistema UBV



Uno dei primi sistemi fotometrici è stato quello UBV di Johnson-Morgan. Le corrispondenti magnitudini "ultravioletta", "blu" e "visibile" (o visuale) sono comunemente indicate con i simboli m_U , m_B , e m_V . Il sistema è stato successivamente esteso verso lunghezze d'onda maggiori con l'inserimento dei filtri R e I. Le curve di trasmissione dei filtri U, B e V sono mostrate nella figura a sinistra.

In particolare, poiché il filtro V ha una risposta simile a quello dell'occhio umano le magnitudini misurate con questo filtro vengono dette visuali.

Indici di colore

Si definisce indice di colore di una stella la differenza tra le magnitudini della stella misurate in due diverse regioni dello spettro elettromagnetico. L'indice di colore più usato è il B-V del sistema fotometrico di Johnson-Morgan, che indica la differenza di magnitudine di una stella misurata nelle bande B e V:

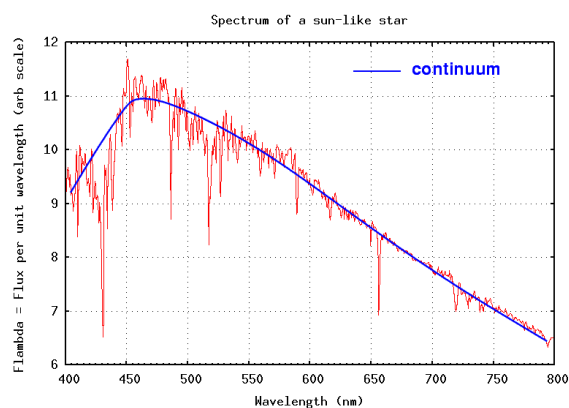
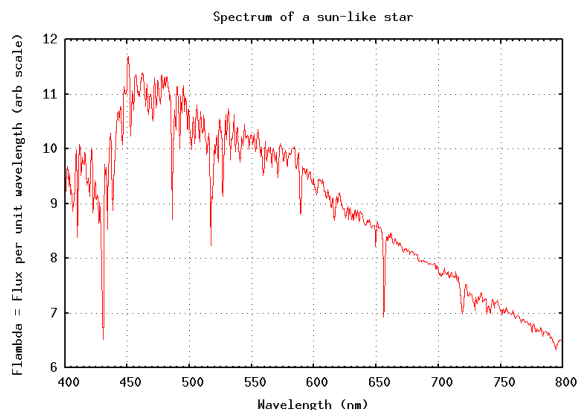
$$B - V = m_B - m_V$$

Gli indici di colore permettono di determinare caratteristiche quali la temperatura di una stella, e quindi il tipo spettrale (si veda il prossimo paragrafo), senza ricorrere all'analisi dettagliata dello spettro (si veda Appendice 4).

Spettri stellari

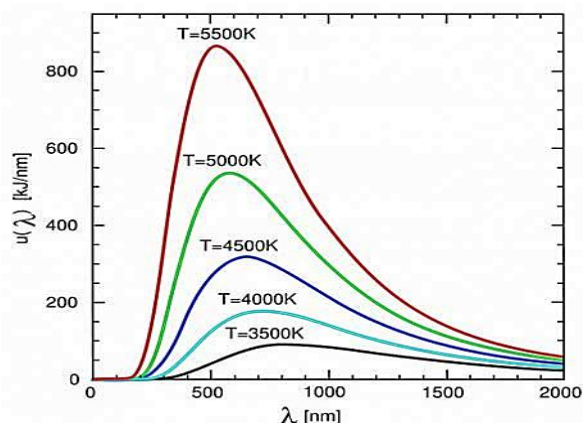
Con il termine spettro di una stella si indica la distribuzione in lunghezza d'onda (o in frequenza) della radiazione emessa dalla sua fotosfera.

In uno spettro stellare (vedere immagini qui sotto) possiamo identificare una componente **continua**, che permette di ricavare la temperatura della fotosfera e delle **righe in assorbimento** (più raramente in **emissione**), che permettono di ricavare informazioni quali composizione chimica, gravità, densità, presenza di campo magnetico e velocità radiale.



Nello spettro a sinistra sono visibili un gran numero di righe in assorbimento. Tralasciando le righe, la curva che meglio interpola l'andamento generale dello spettro è il continuo. Le righe si formano perché la radiazione proveniente dall'interno viene assorbita dagli atomi presenti nella fotosfera e successivamente riemessa in una direzione casuale. Poiché ogni elemento assorbe luce a ben precise lunghezze d'onda, le righe danno informazioni sulla composizione chimica della fotosfera.

Legge di Planck e classificazione (o tipo) spettrale



Nella figura a sinistra sono rappresentate le curve di emissione di corpi neri a varie temperature, con l'intensità della radiazione in ordinata.

Le curve di corpo nero non si intersecano mai, quindi un corpo nero a temperatura più alta avrà un'emissione, per unità di superficie, sempre maggiore di uno più freddo a tutte le lunghezze d'onda.

Il valore dell'intensità della radiazione di un corpo nero a temperatura T in funzione della lunghezza d'onda (o della frequenza) è dato dalla legge della radiazione di Planck,

Esiste una relazione, detta legge dello spostamento di Wien, che lega la lunghezza d'onda del massimo di emissione di un corpo nero ($\lambda_{\max}$) con la sua temperatura (T):

$$T \cdot \lambda_{\max} \simeq 2.898 \cdot 10^{-3} \text{ m K}$$

Infine, la potenza totale I emessa per unità di superficie è data dalla legge di Stefan-Boltzmann:

$$I \text{ (W)} = \sigma T^4$$

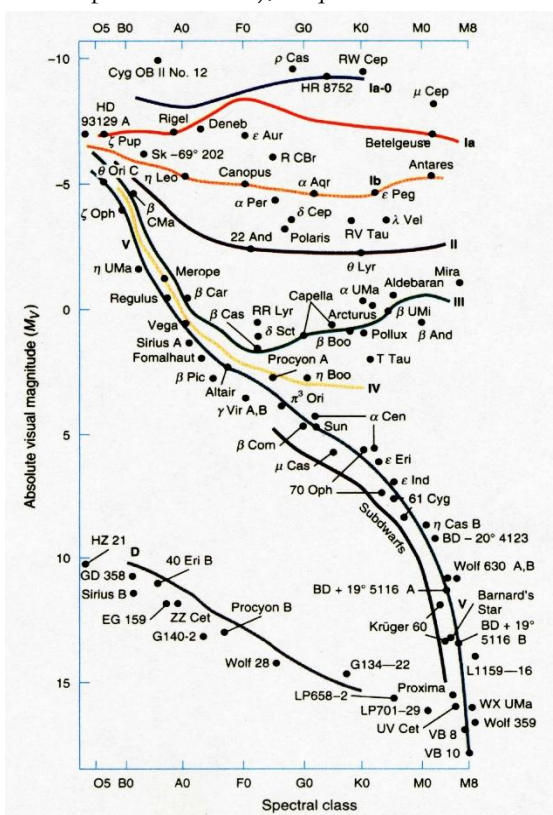
Poiché il continuo degli spettri stellari riproduce abbastanza bene l'emissione di un corpo nero, la temperatura effettiva (o efficace) della fotosfera di una stella viene ricavata dal confronto del suo spettro continuo con le curve di emissione di corpi neri a varie temperature. Nota la temperatura, a ogni stella può essere assegnato un "tipo spettrale", che è una classificazione basata sulla temperatura della fotosfera.

In ordine di temperatura decrescente, da circa 45000 a 2500, i tipi spettrali sono: O, B, A, F, G, K, M. Per ogni tipo spettrale esistono dei sottotipi indicati con i numeri da 0 a 9 (fa eccezione il tipo spettrale O che parte da O5). Si passa così gradualmente da un tipo spettrale all'altro; una stella di tipo F9 è molto più simile a una stella di tipo G0 di quanto lo sia a una stella di tipo F0. Questa classificazione unidimensionale è detta di Harvard; il Sole è una stella di tipo G2.

Il diagramma HR (o di Hertzsprung-Russell)

È uno dei diagrammi più importanti e più usati dell'Astrofisica. Mette in relazione la magnitudine assoluta e la temperatura effettiva. Si ottiene quindi a partire dalle stelle di cui è nota la distanza e il tipo spettrale; una sua versione schematica è mostrata nella figura qui in basso.

Appare evidente che le stelle occupano solo determinate regioni del diagramma, con la maggior parte di esse che si dispongono lungo la diagonale che va dall'alto a sinistra (stelle calde e molto luminose) a in basso a destra (stelle fredde e poco luminose), in quella che viene chiamata la "sequenza principale".



La distribuzione delle stelle nelle varie parti del diagramma è molto ben spiegata dalla teoria dell'evoluzione stellare.

Le linee mostrate nel diagramma rappresentano le "classi di luminosità". Tutte le stelle che si trovano su una retta perpendicolare all'asse delle temperature hanno lo stesso tipo spettrale. Il fatto che mostrino luminosità molto diverse è dovuto unicamente a una differenza nel loro raggio, con quelle più in basso che risultano più piccole (nane) di quelle più in alto (giganti).

Nel dettaglio, le classi di luminosità sono:

Ia-0: iper-giganti

Ia: supergiganti luminose

Ib: supergiganti

II: giganti luminose

III: giganti

IV: sub-giganti

V: nane (o stelle di sequenza principale)

VI: sub-nane

VII: nane bianche

La suddivisione in classi di luminosità ha portato alla classificazione spettrale bidimensionale di Yerkes (o di Morgan-Keenan). Ai tipi spettrali di Harvard viene aggiunta la classe di luminosità; in questa classificazione il Sole è una stella di tipo G2V.

Una volta costruito il diagramma HR con le stelle di distanza nota, possiamo poi utilizzarlo per ricavare la magnitudine assoluta (e quindi la distanza) di tutte le stelle per cui è possibile ricavare il tipo spettrale e la classe di luminosità.

Appendice 1 – Estinzione atmosferica (o assorbimento)

Per rimuovere gli effetti dovuti all'assorbimento dell'atmosfera occorre osservare una data stella a diverse altezze sull'orizzonte, per ricavare il coefficiente di estinzione, o assorbimento, k e la magnitudine m_0 che la stella avrebbe in assenza dell'atmosfera terrestre.

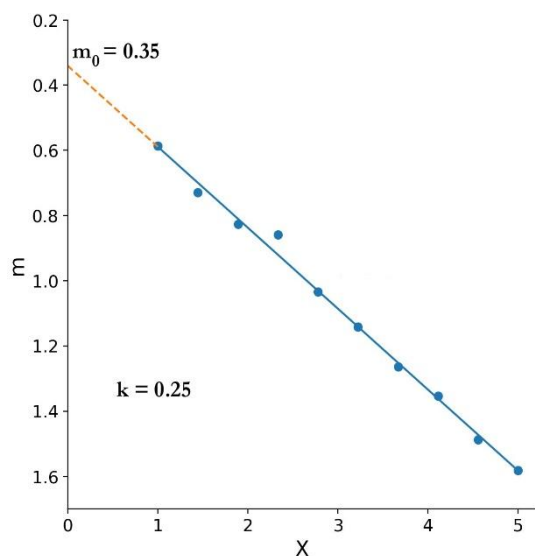


Figura a cura di P. Romano (INAF – OACT)

Il metodo, detto di Bouguer, è mostrato nella figura a sinistra. Occorre misurare la magnitudine apparente (m) di una stella a masse d'aria (X) diverse, tenendo presente che più ampio è l'intervallo di massa d'aria più precisa risulterà la misura di k .

Si ricava poi la retta che meglio interpola i valori di m . Il coefficiente angolare della retta così ricavata fornisce il valore di k . Estrapolando la retta fino a $X=0$ si ottiene il valore della magnitudine apparente fuori dall'atmosfera. Nell'esempio in esame abbiamo:

$$k = \frac{1.6 - 0.6}{5 - 1} = 0.25 \frac{\text{magnitudini}}{\text{massa d'aria}}$$

$$m_0 = 0.35$$

Il coefficiente di assorbimento dipende dalla lunghezza d'onda a cui sono fatte le osservazioni. Se, ad esempio, vengono fatte osservazioni nel sistema UBV, occorrerà calcolare i coefficienti k_U , k_B , e k_V .

h	z	X	m - m ₀
90°	0°	1.00	0.25
75°	15°	1.04	0.26
60°	30°	1.15	0.29
45°	45°	1.41	0.35
30°	60°	2.00	0.50
20°	70°	2.92	0.73
15°	75°	3.9	0.98
10°	80°	5.8	1.5
7°	83°	7.5	1.9
5°	85°	10	2,5
2°	88°	≈ 19	≈ 5
0°	90°	≈ 40	≈ 10

Una volta noto k , che dipende dal luogo di osservazione e che per lo stesso luogo può variare di notte a notte, possiamo ricavare il valore di m_0 di una qualsiasi stella dal valore osservato m se è nota la massa d'aria (ovvero l'altezza) a cui è stata fatta l'osservazione:

$$m_0 = m - kX$$

Se è noto m_0 possiamo calcolare la magnitudine apparente che avrà una stella se osservata a una data altezza (ovvero a una data massa d'aria) sull'orizzonte:

$$m = m_0 + kX$$

Il valore della massa d'aria si ricava con la relazione:

$$X = \frac{1}{\cos(90 - h)} = \frac{1}{\cos z}$$

che risulta adeguata fino ad altezze di circa 20° ($z = 70^\circ$). Per altezze minori vengono usate formule più accurate.

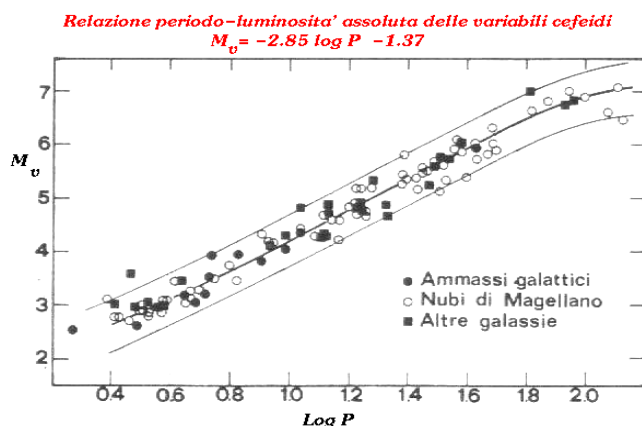
Il valore $m - m_0$ è detto estinzione atmosferica. Nella tabella a sinistra è mostrato il valore dell'estinzione per un valore di k pari a 0.25 magnitudini/massa d'aria a diverse altezze sull'orizzonte.

Appendice 2 – Le Cefeidi e la relazione Periodo-Luminosità

Le “Cefeidi” sono una categoria di stelle variabili “pulsanti” molto luminose. La variazione di magnitudine è dovuta a variazioni del raggio e della temperatura, con un periodo costante nell’intervallo tra circa 1 e 100 giorni. La caratteristica che rende le cefeidi di estremo interesse per la determinazione delle distanze cosmiche fu scoperta nel 1908 da Henrietta Swan Leavitt: la loro magnitudine assoluta media è legata in modo univoco al periodo di variabilità, in quella che viene chiamata “relazione Periodo-Luminosità”.

Il periodo di variabilità si ottiene con osservazioni fotometriche ed è relativamente facile da ottenere. Fu proprio sfruttando la relazione periodo-luminosità che, nel 1924, Edwin Hubble, dimostrò che la galassia di Andromeda era un oggetto esterno alla Via Lattea.

In realtà per ottenere misure accurate delle distanze occorre una precisa “calibrazione” della relazione, ad esempio misurando la distanza di alcune cefeidi della nostra galassia con il metodo trigonometrico, per ricavarne la magnitudine assoluta. Fino a tempi recenti gli errori di calibrazione hanno portato a una sottostima delle distanze cosmiche. Basti pensare che all’inizio degli anni ’50 del secolo scorso ci si rese conto che le distanze delle galassie ottenute fino ad allora dovevano essere raddoppiate. Nel 1994, i dati del satellite Hipparcos, che ha ottenuto misure trigonometriche di 273 cefeidi, hanno portato a una calibrazione affidabile.

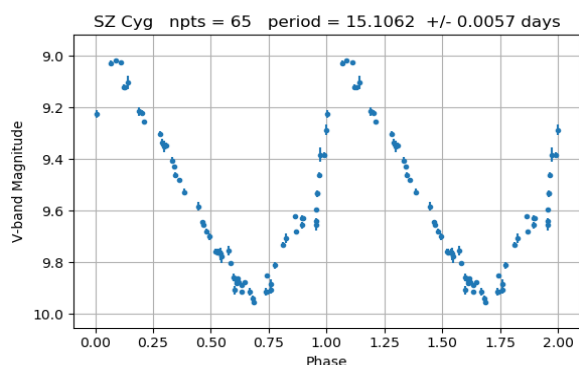


A seguito delle moderne calibrazioni, ed esprimendo il periodo in giorni, la relazione periodo-luminosità può essere scritta come:

$$M_v = -2.85 \log P - 1.37$$

Una volta noto il periodo, otteniamo la magnitudine assoluta e possiamo ricavare la distanza della cefeide, e quindi della galassia che la ospita, dalla ben nota relazione:

$$d(\text{pc}) = 10^{\left(\frac{m_v - M_v + 5}{5}\right)}$$



Occorre però prestare attenzione al valore della magnitudine apparente m_v da utilizzare nella precedente relazione.

Detto valore non è la magnitudine media della cefeide, ma la magnitudine che corrisponde alla sua luminosità media.

Se la cefeide ha magnitudine al massimo di luminosità m_1 e magnitudine al minimo di luminosità m_2 , si può dimostrare che il valore di m_v è dato da:

$$m_v = 2.5 \log 2 - 2.5 \log (10^{-0.4 m_1} + 10^{-0.4 m_2})$$

Per la cefeide la cui curva di luce è mostrata nella figura qui in alto, dove $m_1 \approx 9.05$ e $m_2 \approx 9.95$, ricaviamo:

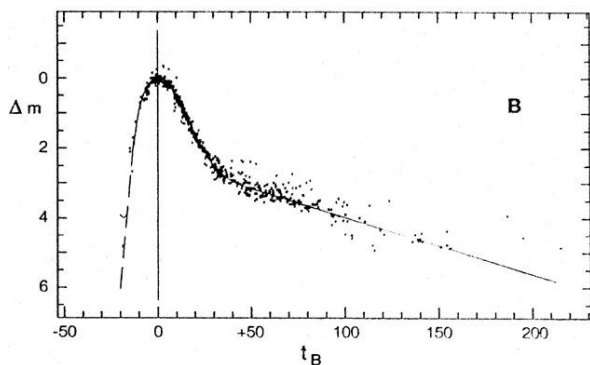
$$m_v = 2.5 \log 2 - 2.5 \log (10^{-3.62} + 10^{-3.98}) \approx 9.41$$

Poiché le cefeidi sono giganti o supergiganti con una luminosità fino a 10^5 quella del Sole, possono essere osservate a grandi distanze. Attualmente con le cefeidi possono essere misurate distanze fino a circa $100 \cdot 10^6$ anni luce.

Appendice 3 – Le supernovae di Tipo Ia

Le supernovae di Tipo Ia sono il risultato dell'esplosione di una nana bianca di carbonio-ossigeno facente parte di un sistema binario. Le nane bianche di carbonio-ossigeno sono oggetti stabili, la cui massa è inferiore a un valore limite di $1.44 M_{\odot}$ detto massa di Chandrasekhar. Se una nana bianca in un sistema binario riceve materia dalla compagna, ad esempio da una gigante rossa che ha riempito il suo lobo di Roche, può superare la massa di Chandrasekhar e questo porta all'esplosione della stella.

Il massimo di luminosità, ovvero di magnitudine assoluta, delle supernovae di Tipo Ia ha un valore molto ben definito, perché il processo di esplosione della nana bianca avviene per una massa ben precisa. Possiamo quindi affermare che le supernovae di Tipo Ia sono praticamente tutte uguali e le loro curve di luce (si veda un esempio nella figura qui in basso) sono quasi perfettamente sovrapponibili.



Una volta calibrato il massimo di luminosità osservando delle supernovae in galassie la cui distanza è nota, ad esempio con le cefeidi, sappiamo che il massimo nella curva di luce di ogni altra supernova di Tipo Ia ha quel determinato valore. Dalla magnitudine assoluta così ricavata e dalla magnitudine apparente osservata, possiamo ricavare la distanza della galassia che ospita la supernova.

Le Tipo Ia sono oggetti molto luminosi e permettono misure di distanza fino a circa $3.3 \cdot 10^9$ anni luce

Appendice 4 – L'indice di colore (B-V) e la temperatura effettiva

Gli indici di colore sono molto usati per la classificazione spettrale in quanto:

- 1) la misura delle magnitudini è un'operazione molto più semplice e "veloce" dell'acquisizione di uno spettro; per ottenere spettri di alta qualità occorrono esposizioni molto più lunghe di quelle necessarie per le osservazioni fotometriche;
- 2) per un dato strumento la magnitudine limite per la quale può essere ottenuto uno spettro è di almeno cinque unità minore rispetto alla magnitudine limite di una buona misura fotometrica;
- 3) in sistemi stellari molto compatti e "affollati", quali gli ammassi globulari, l'uso degli indici di colore permette analisi che sarebbero di fatto impossibili se si dovesse procedere all'acquisizione degli spettri delle stelle dell'ammasso.

Data una stella, se la sua curva di emissione fosse esattamente sovrapponibile a quella di un corpo nero, esisterebbero delle relazioni che legano in modo univoco un qualsiasi indice di colore alla temperatura effettiva. Ciò in quanto le curve di emissione dei corpi neri a varie temperature non si intersecano mai e quindi il rapporto tra i valori di emissione di un corpo nero a due qualsiasi lunghezze d'onda ne definisce in modo univoco la temperatura.

Nella realtà la curva di emissione di una stella si discosta da quella di un corpo nero e le relazioni tra indici di colore e temperatura deve tener conto anche di caratteristiche quali la classe di luminosità e la composizione chimica. Nella seguente tabella sono mostrate delle corrispondenze approssimate tra tipo spettrale, indice di colore B-V e temperatura effettiva per le stelle di sequenza principale (classe di luminosità V)

Tipo Spettrale	B-V	T(K)
O5 V	-0.33	≈ 45000
B0 V	-0.30	30.000
B5 V	-0.16	15000
A0 V	-0.01	9800
A5 V	0.15	8300
F0 V	0.32	7300
F5 V	0.45	6700
G0 V	0.60	6000
G5 V	0.68	5700
K0 V	0.81	5200
K5 V	1.15	4400
M0 V	1.37	3800
M5 V	1.61	3200