

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

Magnitudini, colori, sistemi fotometrici

Tesi di laurea

Presentata da:
Ottavia Zanello

Relatore:
**Chiar.ma Prof.ssa
Marcella Brusa**

Anno Accademico 2024-2025

*"Nessuno conosce i suoi pensieri:
essi certo riflettono il percorso di lontani pianeti."*

Italo Calvino, Il cavaliere inesistente

Indice

Abstract	ii
1 Sistemi fotometrici	1
1.1 Luce e spettro elettromagnetico	1
1.2 Principali tipi di sistemi fotometrici	2
1.2.1 Evoluzione del sistema UBV	2
1.2.2 Sistema SDSS (ugriz)	2
1.2.3 Sistema di Strömgren (uvby)	3
1.2.4 Sistema Gaia (G,BP,RP)	3
2 Magnitudini	4
2.1 Magnitudine apparente	4
2.2 Magnitudine assoluta	5
2.3 Magnitudine bolometrica	6
2.4 Estinzione	6
2.4.1 Estinzione interstellare	7
2.4.2 Estinzione atmosferica	7
2.5 Cande Standard	8
3 Colori	9
3.1 Indici di colore	9
3.2 Eccesso di colore	9
3.3 Emissione di corpo nero	10
3.4 Diagramma HR	12
3.4.1 Diagramma colore-magnitudine	13
Bibliografia	15

Abstract

La fotometria astronomica rappresenta una delle tecniche osservative più importanti per l'analisi fisica e lo studio degli oggetti celesti. Essa consente di misurare l'intensità della luce proveniente da una determinata sorgente, fornendo informazioni essenziali sulle sue proprietà fisiche. Lo scopo di questa tesi è fornire una panoramica dei principali concetti e strumenti utilizzati in fotometria, con particolare attenzione ai sistemi fotometrici, alle magnitudini e ai colori, illustrandone anche le applicazioni astrofisiche più rilevanti.

I sistemi fotometrici permettono di stabilire un riferimento comune per le osservazioni, attraverso specifiche bande spettrali, rendendo le misure confrontabili tra strumenti e condizioni diverse, mentre il concetto di magnitudine fornisce una scala quantitativa per descrivere la luminosità osservata e intrinseca degli oggetti. I colori, definiti come differenze tra magnitudini in bande diverse, offrono un collegamento diretto con la temperatura e lo spettro di emissione, specialmente se confrontati con il comportamento ideale del corpo nero. Inoltre, lo studio degli effetti di estinzione e dell'arrossamento interstellare permette di correggere le osservazioni per ottenere valori più affidabili e coerenti con la reale emissione delle sorgenti.

Capitolo 1

Sistemi fotometrici

1.1 Luce e spettro elettromagnetico

La luce è una forma di radiazione elettromagnetica, ovvero energia che si propaga nello spazio sotto forma di onde costituite da campi elettrici e magnetici oscillanti. L'energia trasportata da tale radiazione dipende dalla frequenza: maggiore è la frequenza, maggiore è l'energia associata. In ambito astronomico, l'osservazione della luce – visibile e non – rappresenta il principale strumento per ricavare informazioni sugli oggetti celesti. Lo spettro elettromagnetico descrive la distribuzione delle intensità di radiazione emessa da una sorgente in funzione della lunghezza d'onda o della frequenza. L'occhio umano è sensibile a una ristretta porzione dello spettro compresa tra circa 400 e 700 nanometri (nm), che viene comunemente indicata come luce visibile. Al di sotto di questo intervallo si trovano radiazioni a lunghezza d'onda più corta, come i raggi ultravioletti, i raggi X e i raggi gamma, caratterizzati da frequenze più elevate e quindi da un contenuto energetico maggiore. Al contrario, le radiazioni con lunghezze d'onda superiori a quelle della luce visibile – come l'infrarosso, le microonde e le onde radio – presentano frequenze più basse e trasportano meno energia.

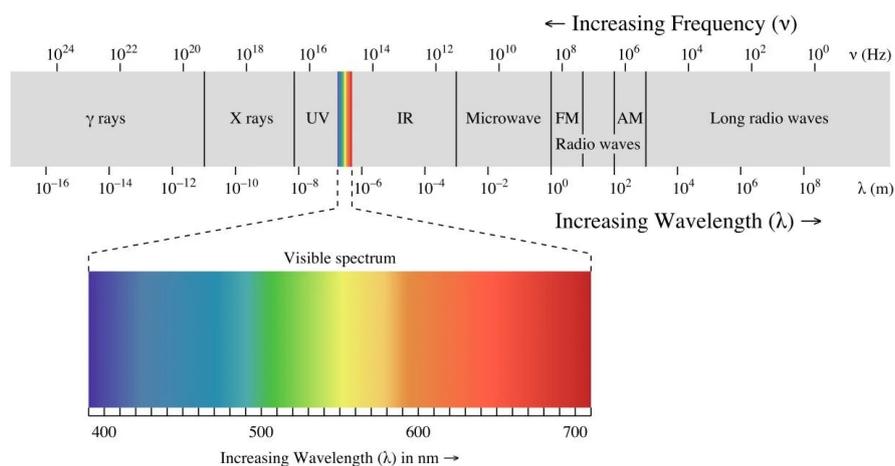


Figura 1.1 Spettro elettromagnetico [6]

1.2 Principali tipi di sistemi fotometrici

Per studiare la radiazione emessa dagli oggetti astronomici si utilizzano bande spettrali ben definite, capaci di selezionare una certa gamma di lunghezze d'onda al fine di misurare il flusso luminoso proveniente da una sorgente in una specifica porzione dello spettro elettromagnetico. Questa selezione avviene attraverso filtri ottici, dispositivi in grado di trasmettere solo una determinata banda di lunghezze d'onda bloccando le altre. Questi filtri, montati sugli strumenti astronomici, sono essenziali per ottenere misure fotometriche affidabili e confrontabili, trasformando la radiazione osservata in dati numerici precisi. Un sistema fotometrico è definito quindi come un insieme standardizzato di filtri ottici progettato per rendere confrontabili tra loro le osservazioni fotometriche di sorgenti astrofisiche, anche quando effettuate con strumenti diversi. A seconda dei filtri impiegati e delle bande coperte, si distinguono diversi tipi di sistemi fotometrici.

1.2.1 Evoluzione del sistema UBVR

È il principale sistema fotometrico dell'astronomia sviluppato dagli astronomi americani Harold Lester Johnson e William Wilson Morgan nel 1953 ed è costituito dai filtri ultravioletto (U), blu (B) e visuale (V). Successivamente, Alan William James Cousins lo modificò per integrare anche le osservazioni a frequenze minori introducendo i filtri rosso (R) e infrarosso (I), definendo così il sistema UBVR che ad oggi è il più utilizzato. Se si utilizzano anche le bande infrarosse J,H,K e L definite da Ian Glass, il sistema prende il nome di Johnson-Cousins-Glass. Pur essendo molto utilizzato, questo sistema presenta alcuni svantaggi, come la sovrapposizione delle bande spettrali, che rende più difficile ottenere informazioni spettrali indipendenti da ciascun filtro e la sensibilità del filtro U all'assorbimento atmosferico.

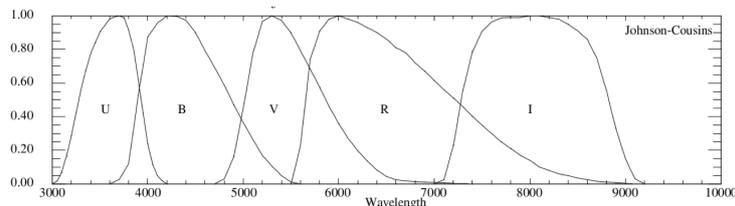


Figura 1.1 Profili di trasmissione normalizzati dei filtri del sistema UBVR [1]

1.2.2 Sistema SDSS (ugriz)

Lo Sloan Digital Sky Survey (SDSS) è la più grande indagine fotometrica e spettroscopica condotta nella banda ottica dello spettro elettromagnetico. Il sistema fotometrico del SDSS è stato creato appositamente per questo programma, ma successivamente molti osservatori nel mondo hanno adottato i cinque filtri utilizzati: ultravioletto (u), verde (g), rosso (r), vicino infrarosso (i), e l'infrarosso (z). Proprietà come la larghezza delle bande che si espandono per un grande intervallo di lunghezza d'onda, e l'assenza di sovrapposizione tra bande adiacenti, fanno sì che sia offerta un'elevata efficienza nelle misure di oggetti deboli, siano fornite informazioni spettrali indipendenti in ciascuna banda e sia permessa la copertura dell'intero intervallo ottico accessibile da terra [3].

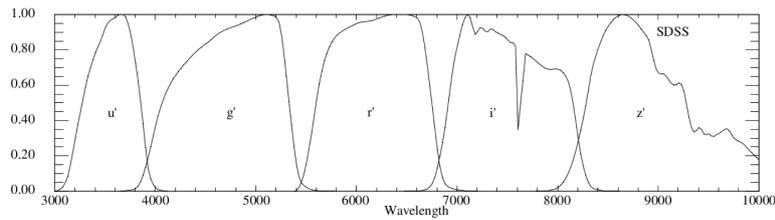


Figura 1.3 Profili di trasmissione normalizzati dei filtri del Sistema SDSS (ugriz) [1].

1.2.3 Sistema di Strömgren (uvby)

Il sistema di Strömgren utilizza quattro bande: ultravioletto (u), violetto (v), blu (b) e giallo (y). L'utilizzo di questo sistema può essere vantaggioso perchè offre una migliore precisione fotometrica grazie ai filtri stretti e privi di sovrapposizioni. Tuttavia, tali filtri raccolgono meno luce rispetto a filtri più larghi, comportando tempi di esposizione più lunghi nelle osservazioni [2].

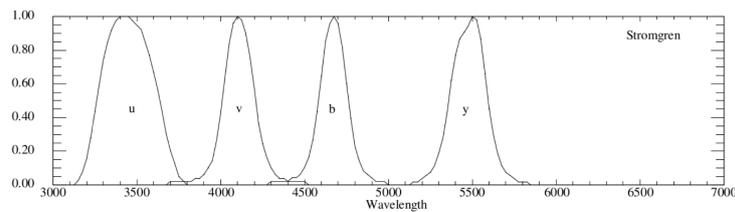


Figura 1.2 Profili di trasmissione normalizzati dei filtri del sistema Strömgren (uvby) [1]

1.2.4 Sistema Gaia (G,BP,RP)

Il sistema fotometrico del satellite Gaia, lanciato dall'Agenzia Spaziale Europea (ESA) nel 2013, si basa su tre bande principali: G, BP (Blue Photometer) e RP (Red Photometer). La banda G è molto ampia, copre quasi tutto lo spettro ottico e riesce a raccogliere una grande quantità di fotoni, mentre BP e RP permettono di analizzare rispettivamente le componenti blu e rosse della radiazione. L'ampia copertura spettrale e la grande quantità di dati che riesce a raccogliere rendono Gaia uno strumento fondamentale per la fotometria moderna [4].

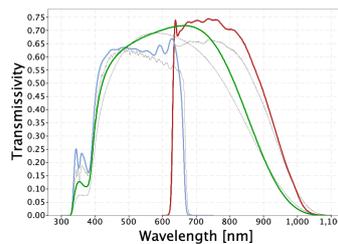


Figura 1.4 Profili di trasmissione normalizzati dei filtri del sistema Gaia [4]

Capitolo 2

Magnitudini

Attraverso l'utilizzo di filtri nei sistemi fotometrici, è possibile isolare specifiche porzioni dello spettro elettromagnetico e misurare il flusso luminoso proveniente da una sorgente, espresso come energia ricevuta per unità di tempo e per unità di area. L'origine delle tecniche adottate dagli astronomi per misurare la luminosità degli oggetti celesti risale all'antica Grecia, intorno al 120 a.C., quando il filosofo Ipparco introdusse una classificazione delle stelle visibili a occhio nudo in base alla loro luminosità apparente. Le stelle più luminose vennero assegnate alla classe di "prima magnitudine", mentre quelle progressivamente meno brillanti vennero suddivise in classi successive fino alla "sesta magnitudine", che comprendeva le stelle appena percepibili. Successivamente, Tolomeo incorporò questa scala nel suo catalogo stellare *Almagesto*, e questo sistema rimase in uso per oltre duemila anni, diventando la base concettuale del moderno sistema di magnitudini utilizzato in astronomia per esprimere le luminosità.

Il fatto che l'occhio umano percepisca la luminosità in modo logaritmico spiega perché la scala delle magnitudini sia anch'essa logaritmica: infatti, esiste una relazione logaritmica tra il flusso luminoso ricevuto e la magnitudine associata a una sorgente. Tuttavia, il valore numerico di questa magnitudine dipende direttamente dalle caratteristiche del sistema fotometrico utilizzato, come la banda passante del filtro, la risposta del rivelatore, l'atmosfera terrestre (nel caso di osservazioni da terra), e la determinazione di livello di riferimento (calibrazione del punto zero). I sistemi menzionati hanno curve di trasmissione differenti, il che comporta che una stessa stella possa avere magnitudini diverse a seconda del sistema con cui viene osservata. Per questo motivo si deve sempre specificare il sistema fotometrico di riferimento quando si riportano valori di magnitudine e, quando necessario, applicare trasformazioni empiriche per confrontare dati provenienti da sistemi differenti [5].

2.1 Magnitudine apparente

La definizione di magnitudine è stata formalizzata nel XIX dall'astronomo Norman Robert Pogson che rendendosi conto che le stelle appartenenti alla prima classe di magnitudine erano cento volte più luminose di quelle della sesta classe, riuscì a stabilire che il rapporto tra i flussi luminosi di due stelle con magnitudini consecutive m e $m + 1$ è dato

dall'approssimazione alla prima cifra decimale di

$$\frac{F_m}{F_{m+1}} = \sqrt[5]{100} = 2.512$$

Quindi l'occhio umano percepisce una differenza di una magnitudine quando il rapporto fra la luminosità delle due stelle è pari a 2.5. È questo che si intende quando si dice che la risposta del nostro occhio è logaritmica e non lineare, perchè altrimenti l'occhio valuterebbe le differenze di luminosità invece dei rapporti per stabilire la differenza di magnitudine.

Considerando un oggetto di riferimento con flusso F_0 (anche detto "punto zero") che definisce una magnitudine di riferimento m_0 , la magnitudine apparente di un oggetto osservato può essere espressa come

$$m = m_0 - 2.5 \log_{10} \left(\frac{F}{F_0} \right)$$

dove F è il flusso osservato, che può variare a seconda dello strumento e del sistema fotometrico utilizzato. Nei sistemi basati sulle bande UVB si assume che il punto zero sia dato dal flusso della stella *Vega*, mentre per sistemi come il SDSS lo sarà un flusso costante corrispondente a 3631 Jansky (Jy).

Come detto precedentemente, gli strumenti astronomici non sono ugualmente sensibili a tutte le lunghezze d'onda: ogni rivelatore ha una propria curva di sensibilità, che porta alla definizione di diverse scale di magnitudine, a seconda del tipo di strumento utilizzato. La magnitudine visuale m_v è quella che più si avvicina alla percezione dell'occhio umano, il quale è più sensibile alla luce giallo-verde, intorno a 550 nm. I rivelatori progettati per simulare questa sensibilità avranno un picco proprio in quella zona dello spettro. La magnitudine fotografica m_{pg} venne introdotta con l'uso delle lastre fotografiche a fine '800. Questi supporti sono più sensibili alla luce blu (circa 400–450 nm), e quindi tendono a registrare le stelle blu come più luminose rispetto a come appaiono all'occhio nudo. La magnitudine fotovisuale m_{pv} ottenuta dalla volontà di rendere la risposta fotografica più simile a quella visiva, si ottiene mettendo un filtro giallo davanti alla pellicola. Il risultato è una magnitudine che imita meglio la percezione umana della luminosità[5].

2.2 Magnitudine assoluta

Considerando che il flusso F ricevuto da una sorgente di luminosità L a una distanza d è dato da $F = \left(\frac{L}{4\pi d^2} \right)$, è evidente che sia il flusso che la magnitudine apparente dipendano dalla posizione, cioè dalla distanza dell'osservatore dalla sorgente. Per poter quindi confrontare la luminosità intrinseca degli oggetti si è resa necessaria la definizione di una grandezza indipendente dalla distanza: la magnitudine assoluta. Essa corrisponde alla magnitudine apparente ad una distanza di 10 parsec ($1pc = 1.086 \times 10^{18} cm$) ed è definita:

$$M = m - 2.5 \log_{10} \left(\frac{F_{10}}{F_0} \right)$$

dove F_{10} è il flusso alla distanza di 10 pc e d è la distanza reale della sorgente in pc. Sostituendo $F_{10} = \left(\frac{L}{4\pi(10pc)^2} \right)$ nella formula e semplificando si ottiene la definizione ufficiale

di magnitudine assoluta [8]

$$M = m + 5 - 5 \log_{10}(d)$$

2.3 Magnitudine bolometrica

La magnitudine bolometrica è la misura reale dell'emissione di energia di un oggetto celeste, poichè si considera la situazione ideale in cui lo strumento riesca a rilevare il flusso di energia su tutte le lunghezze d'onda. Tuttavia, ciò non è possibile nella pratica a causa del fatto che una parte della radiazione viene assorbita dall'atmosfera e lunghezze d'onda diverse richiedono strumenti differenti. La magnitudine bolometrica, che può essere sia apparente che assoluta, si ottiene dalla magnitudine visuale attraverso la formula

$$M_{bol} = M_v - BC$$

dove BC è la correzione bolometrica, una grandezza che dipende dalla temperatura della stella considerata. Infatti, per le stelle calde, che emettono gran parte della loro radiazione nell'ultravioletto al di fuori della banda visibile, la correzione bolometrica risulta positiva: ciò significa che il flusso totale emesso è maggiore di quello misurato nel visibile, e quindi la magnitudine bolometrica sarà inferiore alla magnitudine visuale. Al contrario, per le stelle fredde, che emettono prevalentemente nell'infrarosso, la correzione bolometrica risulta generalmente negativa, poiché la banda visibile intercetta già una parte significativa della radiazione emessa. In questi casi, la magnitudine bolometrica può risultare superiore a quella visuale. Una volta ottenute le magnitudini bolometriche di due stelle, è possibile calcolare il rapporto tra le luminosità totali tramite la relazione:

$$M_{1,bol} - M_{2,bol} = -2.5 \log_{10} \left(\frac{L_1}{L_2} \right)$$

Per convenzione, la luminosità di un oggetto con $M_{bol}=0$ è fissata a $L_0 = 3.0128 \times 10^{28}$ W che rappresenta il punto zero di riferimento. Questo valore è stato scelto in modo tale che, usando L_0 , la luminosità del Sole $L_{\odot} = 3,83 \times 10^{26}$ W corrisponda ad una magnitudine bolometrica solare di $M_{\odot,bol} = 4.74$ mag [7]. Di conseguenza, la formula della magnitudine bolometrica assoluta può essere riscritta come:

$$M_{bol} = -2.5 \log_{10} \left(\frac{L}{L_0} \right)$$

dove L è la luminosità bolometrica in W dell'oggetto osservato [5].

2.4 Estinzione

In un modello ideale si assume che il flusso di radiazione emesso da una sorgente rimanga costante nel suo percorso verso l'osservatore. Nella realtà però lo spazio interstellare non è completamente vuoto: è attraversato da un mezzo, detto mezzo interstellare, che può assorbire parte della radiazione e riemetterla con una lunghezza d'onda e una direzione

diverse. A questo si aggiunge anche l'effetto dell'atmosfera terrestre, che a sua volta assorbe e diffonde parte della radiazione prima che raggiunga gli strumenti posti al suolo. Questi processi che attenuano la radiazione lungo il cammino vengono globalmente indicati con il termine estinzione, in quanto riducono la luminosità apparente (cioè il flusso osservato) della sorgente.

2.4.1 Estinzione interstellare

L'estinzione interstellare è dovuta alla presenza di gas e polvere. L'assorbimento avviene quando i grani di polvere di dimensioni fisiche a maggiori della lunghezza d'onda della radiazione incidente λ , assorbono parte della radiazione, mentre la diffusione (scattering) raggiunge la massima efficienza quando $a \sim \lambda$ e causa una deviazione della luce dalla sua traiettoria originale. In presenza di estinzione si può scrivere la formula della magnitudine come

$$m - M = 5 \log_{10}(d) - 5 + A_\lambda$$

dove il termine A_λ rappresenta l'estinzione e considera sia l'assorbimento che lo scattering. In particolare, l'estinzione è maggiore a lunghezze d'onda più corte, cioè nella parte blu e ultravioletta dello spettro, rispetto a quelle più lunghe, come il rosso e l'infrarosso. Inoltre, poiché la quantità di polvere attraversata aumenta con la distanza, anche l'estinzione complessiva cresce in modo proporzionale alla distanza percorsa dalla radiazione.

2.4.2 Estinzione atmosferica

La magnitudine osservata di una sorgente dipende dalla posizione dell'osservatore e dalla distanza zenitale, ovvero l'angolo tra la sorgente e lo zenit (il punto esattamente sopra l'osservatore). Quando questa distanza non è troppo elevata (inferiore a circa 70°), è possibile trascurare la curvatura terrestre e approssimare quindi l'atmosfera a uno strato di spessore di valore unitario. In questo modello semplificato, la luce della sorgente attraversa una distanza nota come massa d'aria data dalla formula:

$$\chi = \frac{1}{\cos z} = \sec z$$

e la magnitudine di un oggetto osservato dalla terra sarà pari a:

$$m = m_0 + k\chi$$

dove m_0 è la magnitudine senza l'effetto dell'estinzione, e quindi fuori dall'atmosfera, e k è il coefficiente di estinzione. Per trovare il valore del coefficiente si utilizza la Retta di Bouguer che è una rappresentazione grafica della magnitudine apparente osservata a diversi valori di massa d'aria (Figura 2.1). Dall'analisi della retta si può trovare il coefficiente di estinzione che sarà pari al coefficiente angolare della retta ottenuto dalla formula $k = \frac{\Delta m}{\Delta \chi}$. I coefficienti di estinzione variano in base alla lunghezza d'onda della radiazione osservata, e quindi per ogni banda fotometrica si ha un diverso valore del coefficiente. Questo avviene perché l'assorbimento dell'atmosfera terrestre non è uniforme per tutte le

Banda	Lunghezza d'onda (nm)	Coefficiente di estinzione k (mag/airmass)
U	360	0.46
B	440	0.20
V	540	0.11
R	620	0.08
I	780	0.02

Tabella 2.1: Coefficienti di estinzione tipici per diverse bande fotometriche [8]

lunghezze d'onda: le onde corte (come quelle nel blu o ultravioletto) vengono assorbite e diffuse di più rispetto a quelle lunghe (come il rosso o l'infrarosso).

Si può notare come le due rette siano rappresentate con un tratto continuo per $\chi \geq 1$ e tratteggiato altrove. Questo perchè il valore minimo di χ è 1, corrispondente alla massa d'aria quando la sorgente si trova allo zenit. Estrapolando la retta per $\chi=0$ si ottiene la magnitudine fuori dall'atmosfera m_0 [8].

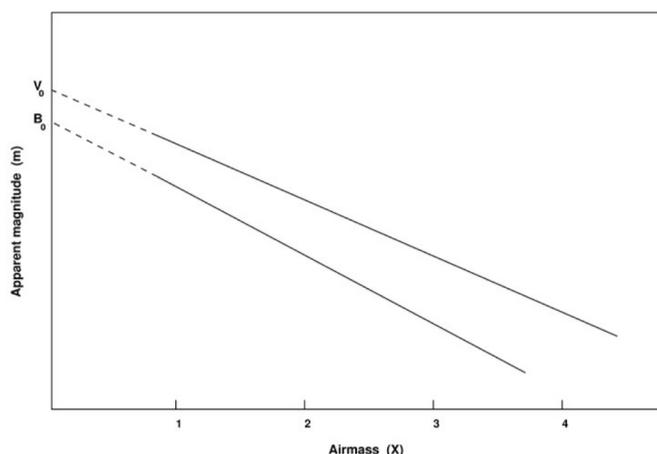


Figura 2.1 Rette di Bouguer nelle bande B e V [8].

2.5 Candele Standard

Le candele standard sono oggetti astronomici la cui magnitudine assoluta è nota con grande precisione. Confrontandola con la magnitudine apparente osservata, è possibile determinare la distanza dell'oggetto dal punto di osservazione. Tra gli oggetti che fungono da candele standard rientrano le Cefeidi, le RR Lyrae, le Mira, le Nove e le Supernove. Oltre alla loro funzione come indicatori di distanza, le candele standard svolgono un ruolo di rilievo anche nella calibrazione fotometrica: in ogni sistema fotometrico esse possiedono magnitudini note in bande specifiche, permettendo di definire lo zero point della scala fotometrica. Osservare una candela standard consente quindi di correggere gli effetti atmosferici, strumentali e sistematici, trasformando i dati grezzi in magnitudini calibrate. Questo è particolarmente importante quando si vogliono trasformare misure tra diversi sistemi fotometrici poiché la presenza di stelle standard comuni nei vari sistemi consente di costruire relazioni empiriche che collegano i colori e le magnitudini tra i filtri. [8]

Capitolo 3

Colori

Lo studio del colore, effettuato tramite analisi spettroscopiche o fotometriche, rappresenta uno strumento fondamentale in astronomia per caratterizzare le proprietà fisiche degli oggetti celesti osservati. Per esempio, attraverso queste tecniche è possibile determinare la temperatura superficiale dell'oggetto considerato, poiché il colore è direttamente correlato alla distribuzione spettrale dell'emissione luminosa, oppure è possibile individuare fenomeni di estinzione dovuti a polveri e gas interstellari.

3.1 Indici di colore

L'indice di colore è la differenza tra le magnitudini di un oggetto misurate in due bande diverse. Preso in considerazione il sistema fotometrico UB_V, gli indici di colore (apparenti) saranno U-V ($m_U - m_V$) e B-V ($m_B - m_V$) e quelli intrinseci/ veri saranno $(B - V)_0$ che corrispondono a $(M_B - M_V)$.

3.2 Eccesso di colore

Nel momento in cui la radiazione attraversa il mezzo interstellare, la luce blu viene attenuata più della luce rossa, e questo porta a vedere l'oggetto osservato apparentemente più rosso rispetto al suo colore intrinseco. Questo fenomeno è noto come arrossamento interstellare (reddening). Per correggere questo effetto e "ripulire" i dati osservativi dall'estinzione, si utilizza la grandezza chiamata eccesso di colore. Se si misurano le magnitudini apparenti nelle bande B e V

$$m_B = M_B + 5 \log_{10}(d) - 5 + A_B$$

$$m_V = M_V + 5 \log_{10}(d) - 5 + A_V$$

allora l'indice di colore B-V sarà dato da

$$B - V = M_B - M_V + A_B - A_V = (B - V)_0 + E_{B-V}$$

dove $E_{B-V} = A_B - A_V$ rappresenta l'eccesso di colore che sarà una quantità positiva. Questo perché l'assorbimento interstellare è maggiore nel B rispetto alla banda V ($A_B >$

$A_V > A_R > A_I$) e di conseguenza il valore osservato ($B - V$) risulta maggiore rispetto al $(B - V)_0$ intrinseco.

La conoscenza dell'eccesso di colore consente di determinare l'estinzione nella banda V, A_V , utilizzando la relazione

$$R = \frac{A_V}{E_{B-V}}$$

che, essendo un rapporto tra coefficienti di assorbimento, assume un valore costante per un determinato tipo di mezzo interstellare. Per esempio nella Via Lattea si assume $R \approx 3.1$.

3.3 Emissione di corpo nero

Per interpretare correttamente il colore osservato di un oggetto celeste è utile fare riferimento al concetto di corpo nero, un modello ideale di oggetto che assorbe tutta la radiazione incidente e la riemette in funzione della sua temperatura con una distribuzione che segue la legge di Planck. Essa fornisce l'intensità di radiazione emessa per unità di frequenza proveniente da un corpo alla temperatura T (misurata in Kelvin):

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}$$

o per unità di lunghezza d'onda :

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \cdot \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1}$$

dove h è la costante di Planck ($6,63 \times 10^{-34} Js$), c è la velocità della luce ($3 \times 10^8 ms^{-1}$) e k la costante di Boltzmann ($1.38 \times 10^{-23} JK^{-1}$)

Dalla formula e dalla figura 3.1, si vede che all'aumentare della temperatura, la quantità totale di energia emessa cresce e il massimo dell'emissione si sposta verso lunghezze d'onda più piccole (o frequenze più grandi), andamento definito dalla legge di Wien:

$$\nu_{max} = aT$$

$$\lambda_{max} = \frac{b}{T(K)}$$

dove $a = 5,88 \times 10^{10} HzK^{-1}$ $b = 0.0028978 Km$.

Le stelle si comportano approssimativamente come corpi neri: analizzando la distribuzione spettrale dell'energia emessa si osserva che la forma dello spettro continuo proveniente dalla fotosfera approssima l'andamento previsto dalla legge di Planck. Dal profilo dello spettro continuo è quindi possibile individuare la lunghezza d'onda (o frequenza) alla quale l'emissione risulta massima, e applicando la legge di Wien è possibile stimare la temperatura superficiale della stella. Le stelle più calde avranno massimi spostati verso lunghezze d'onda del violetto e risulteranno più bluastre, mentre stelle più fredde emetteranno di più nel rosso e infrarosso e risulteranno rossastre. Questa temperatura dedotta dal colore apparente prende il nome di "temperatura di colore". È quindi possibile affermare che esiste una relazione diretta tra la temperatura superficiale di una stella e il suo colore.

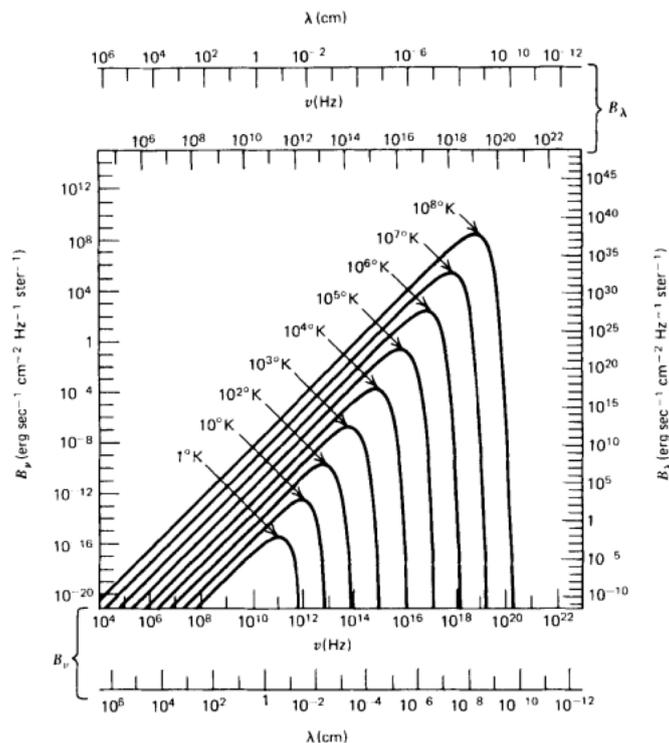


Figura 3.1 Spettro della radiazione di corpo nero a varie temperature in scala logaritmica [6].

Se si misura la densità di flusso a due diverse lunghezze d'onda e si assume che le distribuzioni di radiazioni seguono la legge di Planck, allora il rapporto tra i due flussi sarà dato da:

$$\frac{F_{\lambda_1}(T)}{F_{\lambda_2}(T)} = \frac{B_{\lambda_1}(T)}{B_{\lambda_2}(T)} = \frac{\lambda_2^5 e^{\frac{hc}{\lambda_2 kT}} - 1}{\lambda_1^5 e^{\frac{hc}{\lambda_1 kT}} - 1}$$

Sostituendo il rapporto nella formula della magnitudine apparente si ottiene una relazione che lega la differenza tra due magnitudini alla temperatura di colore:

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = -2.5 \log_{10} \left(\frac{F_{\lambda_1}}{F_{\lambda_2}} \right) = a + \frac{b}{T}$$

dove a e b sono costanti che dipendono dalle bande fotometriche considerate. Quindi, se si considerano due lunghezze d'onda corrispondenti alle bande fotometriche B e V, l'espressione $m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$ diventa l'indice di colore B-V. Questo dimostra che il colore osservato di una stella, espresso come differenza di magnitudine tra due bande, è direttamente legato alla distribuzione spettrale dell'energia e, quindi, alla temperatura superficiale della stella.

Integrando la legge di Planck su tutte le lunghezze d'onda si ottiene la legge di Stefan-Boltzmann che descrive la luminosità totale L emessa da un corpo nero:

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

dove R è il raggio della stella e σ è la costante di Stefan-Boltzmann $\sigma = 5.67 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$ e T è la temperatura efficace, definita come la temperatura di un corpo nero ideale che

emetterebbe la stessa quantità totale di energia per unità di superficie della stella reale. Sostituendo questa espressione nella formula della magnitudine bolometrica, si ottiene una relazione che esprime la magnitudine bolometrica assoluta M_{bol} di una stella in funzione del suo raggio R e della sua temperatura efficace T :

$$M_{bol} = M_{\odot,bol} - 2.5 \log_{10} \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right) = M_{\odot,bol} - 5 \log_{10} \left(\frac{R}{R_{\odot}} \right) - 10 \log_{10} \left(\frac{T}{T_{\odot}} \right)$$

da questa espressione si può capire come la magnitudine bolometrica dipenda sia dalla dimensione della stella che dalla sua temperatura, evidenziando che stelle più grandi e più calde risultano più luminose.

3.4 Diagramma HR

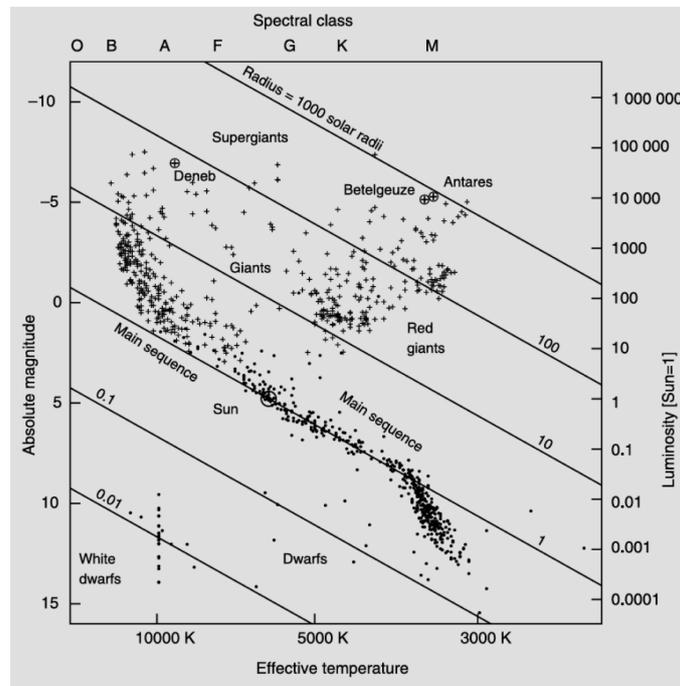


Figura 3.2 Diagramma HR [5].

Il diagramma di Hertzsprung-Russell (HR) è uno strumento fondamentale per studiare le proprietà e l'evoluzione delle stelle. L'asse orizzontale rappresenta la temperatura superficiale delle stelle, espressa in Kelvin e decrescente da sinistra a destra; ad essa è associata nella parte superiore del grafico la classificazione spettrale di Harvard.

Essa è una sistema per la catalogazione delle stelle in base alle caratteristiche dello spettro. L'identificazione delle classi si basa sulla presenza e intensità delle righe di assorbimento nello spettro, che dipendono fortemente dalla temperatura della stella, causato da elementi come idrogeno, calcio, sodio, e molecole nelle stelle più fredde. Le classi spettrali sono O,B,A,F,G,K,M, dalla più calda (blu, oltre 30.000 K) alla più fredda (rossa, intorno a 2.500 K), e ulteriormente suddivise in sottoclassi numerate da 0 a 9 (B0

più calda di B9). La classificazione spettrale risulta pertanto connessa in modo diretto alla temperatura efficace e al colore della stella, e consente quindi di determinare la posizione lungo l'asse orizzontale del diagramma HR, contribuendo a definirne il tipo e lo stadio evolutivo. L'asse verticale sinistro mostra la magnitudine assoluta, ovvero la luminosità intrinseca, con valori decrescenti verso l'alto; a destra si trova invece la luminosità espressa in unità solari, su scala logaritmica.

Dalla legge di Stephan-Boltzmana si sa che la luminosità della stella dipende dal quadrato del suo raggio e dalla quarta potenza della temperatura efficace. Come conseguenza di questo fatto si ha che, a parità di raggio, una stella più luminosa è anche più calda e che, a parità di temperatura, stelle con dimensioni maggiori sono anche più luminose. Questo fatto è evidente seguendo le linee diagonali a raggio costante. Inoltre, la temperatura delle stelle è relazionata al loro colore e si ha infatti che le stelle rosse sono più fredde di quelle gialle che, a loro volta, sono più fredde rispetto alle stelle blu. Per fare un esempio Betelgeuse (rossa) è più fredda del Sole (gialla) che a sua volta è molto meno calda di Sirio (blu). Le stelle della sequenza principale, formano una fascia diagonale che va dalle stelle calde e blu (in alto a sinistra) alle fredde e rosse (in basso a destra). Questa "main sequence" è la regione del diagramma più popolata ed è dove le stelle si trovano per la maggior parte della loro evoluzione. Al di sopra di essa si trovano le giganti rosse e le supergiganti come Betelgeuse e Deneb, stelle evolute con grande raggio e luminosità. In basso a sinistra si collocano le nane bianche, oggetti molto caldi ma poco luminosi.

3.4.1 Diagramma colore-magnitudine

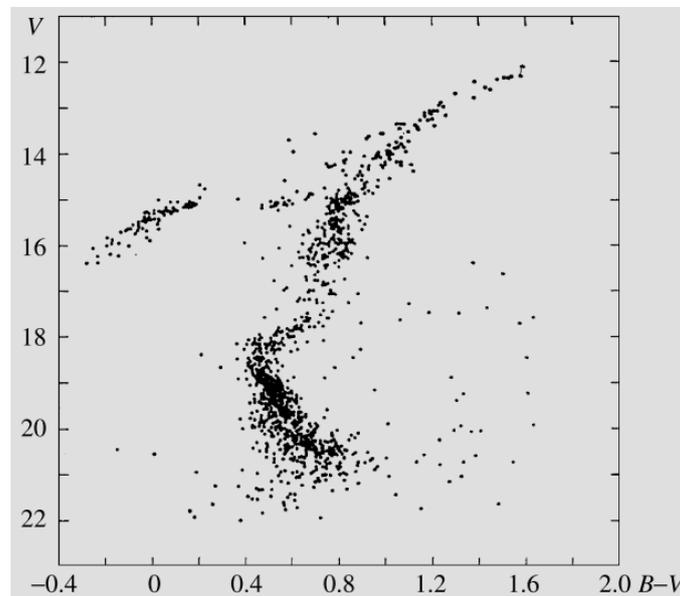


Figura 3.3 Diagramma colore-magnitudine dell'ammasso globulare M5 [5].

Il diagramma colore-magnitudine è l'equivalente osservativo del diagramma HR che si utilizza per studiare gli ammassi stellari. Sull'asse delle ascisse vi è l'indice di colore che aumenta verso destra, associato alla temperatura, mentre sull'asse delle ordinate c'è la magnitudine apparente che aumenta verso il basso. Ogni diagramma colore-magnitudine

rappresenta una singola popolazione stellare, formata approssimativamente nello stesso momento, e mostra una fascia relativamente stretta di stelle che segue un andamento caratteristico: la sequenza principale e, in alcuni casi, il ramo delle giganti. In questo tipo di diagramma, l'indice di colore B-V aumenta verso destra, indicando una diminuzione della temperatura stellare, mentre la magnitudine apparente aumenta verso il basso, quindi le stelle più luminose si trovano nella parte alta del grafico. Le stelle più calde e massicce occupano la parte sinistra e superiore della sequenza principale, ma col tempo evolvono verso il ramo delle giganti, situato nella parte superiore destra del diagramma. La forma complessiva del CMD riflette quindi l'andamento della luminosità in funzione della temperatura, e la presenza del "main sequence turn-off", ovvero il punto in cui la sequenza principale si interrompe, fornisce indicazioni sull'età dell'ammasso.

Bibliografia

- [1] Michael S. Bessell, *Standard Photometric Systems*, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, **43**:293–336, 2005.
- [2] David L. Crawford, *A Short Tutorial on Strömgen Four-Color Photometry*, Kitt Peak National Observatory, National Optical Astronomy Observatories.
- [3] K. Jordi, E. K. Grebel, and K. Ammon, *Empirical color transformations between SDSS photometry and other photometric systems*, Astronomy & Astrophysics, **460**, 339–347 (2006).
- [4] ESA/Gaia/DPAC, P. Montegriffo, F. De Angeli, M. Bellazzini, E. Pancino, C. Cacciari, D. W. Evans, and the CU5/PhotPipe team, *GAIA (E)DR3 Passbands for G, GBP and GRP*, Published online by ESA, 29 October 2020.
- [5] Hannu Karttunen et al. *Fundamental Astronomy*. 6^a ed. Springer Nature, 2016.
- [6] D. Dallacasa. *Processi di radiazione e MHD*. Università degli Studi di Bologna, 2022.
- [7] IAU Inter-Division A-G Working Group on Nominal Units for Stellar & Planetary Astronomy, *Resolution B2 on recommended zero points for the absolute and apparent bolometric magnitude scales*, The XXIXth International Astronomical Union General Assembly, August 13, 2015.
- [8] P. Focardi. *Tecniche di analisi dei dati astronomici*. Università degli Studi di Bologna, 2022.