

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

Magnitudini, colori, sistemi fotometrici

Tesi di Laurea

Presentata da:
Pietro Caccese

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

*“Le religioni si disperdono, i regni si sfaldano,
ma le opere di scienza rimangono per tutti i secoli.”*

L'imperatore astronomo,
ULUĞ BEK (1394-1449)

Indice

Abstract	iii
1 Definizioni generali e annessi	1
1.1 Sistemi fotometrici	1
1.1.1 Luce, bande, filtri	1
1.1.2 Il sistema UBV e le sue estensioni	1
1.1.3 Altri sistemi fotometrici	2
1.2 Magnitudini	3
1.2.1 Le origini del concetto di magnitudine	3
1.2.2 La definizione moderna di magnitudine	3
1.2.3 Punto zero	3
1.2.4 Somma di magnitudini	4
1.2.5 Magnitudine integrata e magnitudine superficiale	4
1.2.6 Magnitudine limite	4
1.2.7 Magnitudine assoluta	5
1.2.8 Magnitudine planetaria	6
1.2.9 Estinzione atmosferica	6
1.2.10 Estinzione interstellare	7
1.2.11 Magnitudine bolometrica	8
1.2.12 Correzione bolometrica	8
1.3 Colori	9
1.3.1 Bande e colori	9
1.3.2 Indici di colore	9
1.3.3 Eccesso di colore	10
1.3.4 Corpo nero	10
1.3.5 Legge di Wien	10
1.3.6 Equivalenza tra indice di colore e temperatura	11

2	Diagrammi astrofisici	12
2.1	Astrofisica stellare	12
2.1.1	Diagramma HR	12
2.1.2	Diagramma colore-magnitudine	14
2.2	Astrofisica extragalattica	15
2.2.1	Colori e bimodalità	15
	Bibliografia	16

Abstract

Nonostante il recente avvento dell'astronomia multimessaggera, la luce mantiene in-
mancabilmente il suo primato come mezzo di acquisizione delle informazioni sugli astri e
sullo spazio che li permea. Nei millenni, con la sola analisi delle onde elettromagnetiche,
siamo stati in grado di raggiungere una comprensione straordinariamente recondita degli
oggetti che popolano l'universo. Da un semplice spettro, è possibile ricavare molteplici
osservabili che, analizzate e combinate opportunamente, costituiscono le fondamenta della
nostra conoscenza astronomica. In questa tesi si discuterà di concetti quali le magnitudini
e i colori, che costituiscono il primo livello di informazioni accessibili tramite lo studio
della luce. Oltre alle opportune definizioni e ai rispettivi annessi, saranno presentati una
serie di diagrammi fondati sul confronto fra tali grandezze, sia nel campo dell'astrofisica
stellare che in quello dell'astrofisica extragalattica.

Capitolo 1

Definizioni generali e annessi

1.1 Sistemi fotometrici

1.1.1 Luce, bande, filtri

La luce, nella sua descrizione di onda elettromagnetica, è caratterizzata – tra le altre cose – dal valore della sua frequenza. A seconda di tale grandezza, essa è tradizionalmente associata ad una specifica sezione dello spettro elettromagnetico. In ordine crescente: onde radio, microonde, infrarosso, luce visibile, ultravioletto, raggi X, raggi gamma¹. La strumentazione – naturale o artificiale – è tipicamente in grado di osservare soltanto una parte dello spettro elettromagnetico, che prende il nome di banda. Inoltre, è possibile applicare dei filtri che modulino la capacità di raccolta in funzione della frequenza. Idealmente, essi permettono di discriminare tra onde comprese entro i margini di frequenza desiderati ed onde escluse, consentendo senza alcuna modifica il passaggio delle prime ed impedendo del tutto il passaggio delle seconde. Nelle applicazioni reali il risultato non è perfetto, ma è possibile realizzare un grafico che mostri la specifica funzione di trasferimento del filtro, definita rispetto alla frequenza come il rapporto tra segnale in uscita e segnale in ingresso. A partire da ciò, si può arrivare a definire un sistema fotometrico, ossia un insieme standardizzato di filtri, che può essere usato per studiare in maniera coerente differenti sorgenti a differenti frequenze e con differenti strumenti.

1.1.2 Il sistema UBV e le sue estensioni

Nel 1953, gli astronomi americani Harold Lester Johnson e William Wilson Morgan pubblicarono un celebre articolo sull’*Astrophysical Journal* [1], in cui definirono quello che si è affermato come principale sistema fotometrico dell’astronomia. Esso è costituito da tre filtri: ultravioletto (U); blu (B); visuale (V). Per questo, è anche noto come sistema UBV. Già a partire dagli anni immediatamente successivi alla sua formulazione originale,

¹ La separazione tra le bande non è ben determinata e spesso esse si sovrappongono parzialmente.

il sistema è stato ampliato per integrare anche le osservazioni a frequenze minori fino all'infrarosso. Nel 1965 [2] erano già diffusi i filtri R (rosso), I (infrarosso), J, K, L e nel 1966 Johnson – pioniere nel campo dell'astronomia infrarossa – estese il suo sistema includendo le nuove bande. Dieci anni più tardi, nel 1976, il sudafricano Alan William James Cousins stabilì un suo sistema fotometrico a basse frequenze, definendo con precisione le bande R ed I. Nel 1983, l'americano Arlo U. Landolt fissò gli standard per un sistema unificato UBVRI. Sfortunatamente, i filtri a sua disposizione differivano da quelli di Cousins e questo causò delle divergenze tra le osservazioni condotte in America ed in Europa rispetto a quelle condotte in Sudafrica, in particolare per le stelle rosse [3]. Fu solo nel 1989 che Cousins e Menzies [4] appianarono tali divergenze fissando definitivamente i parametri del sistema UBVRI, che tuttora è il più utilizzato. A volte, esso viene integrato includendo le bande infrarosse J,H,K,L (e in certi contesti M,N) definite - nuovamente in Sudafrica - dall'irlandese Ian Glass [3]. In tal caso, il sistema prende il nome di Johnson-Cousins-Glass (fig. 1.1).

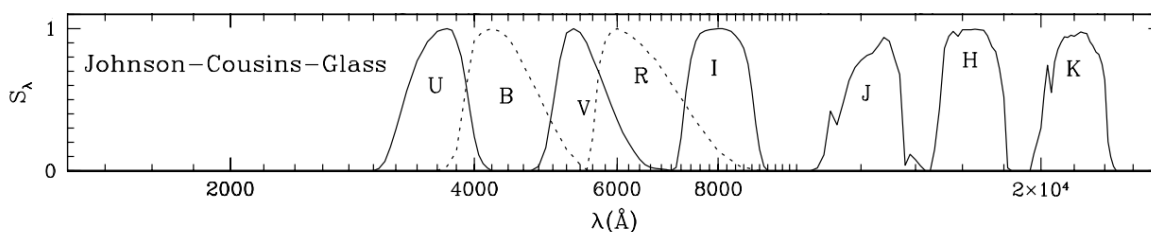


Figura 1.1: Funzione di trasferimento normalizzata dei filtri del sistema UVB esteso. La lunghezza d'onda sull'asse delle ascisse è legata alla frequenza come $\lambda = c/\nu$ [5].

1.1.3 Altri sistemi fotometrici

Benché il sistema Johnson-Cousins-Glass sia il più utilizzato, esso presenta un evidente svantaggio: il margine superiore (in frequenza) del filtro U, infatti, viene spesso limitato o modificato dalle condizioni atmosferiche, portando a significative differenze nelle misure ottenute [3]. Inoltre, i filtri di tale sistema sono relativamente larghi, permettendo il passaggio di un'ampia banda di frequenze. Una possibile alternativa è rappresentata dal meno comune - seppur altrettanto ben definito - sistema a quattro bande (*uvby*) di Strömngren, in cui i filtri sono molto più stretti. Infine, recentemente, si sta affermando un nuovo sistema fotometrico, basato su un flusso di riferimento equivalente per ogni banda, pari a 3631 Jy^2 . Un esempio di questo cosiddetto sistema AB (da “**absolute**”) è riscontrabile nei filtri *ugriz* utilizzati dalla Sloan Digital Sky Survey [6].

² $1 \text{ Jy (Jansky)} = 10^{-26} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2} \cdot \text{Hz}^{-1}$

1.2 Magnitudini

1.2.1 Le origini del concetto di magnitudine

Una volta stabilite le bande di osservazione, occorre considerare una grandezza che caratterizzi in maniera semplice il flusso delle sorgenti osservate (ossia la quantità di energia raccolta per unità di tempo e di superficie) in relazione al filtro usato. Storicamente, il problema si pose in maniera più semplice: per lungo tempo, l'unico filtro a disposizione fu l'occhio umano. Nell'Almagesto (II sec. d.C.), Tolomeo classificò 1022 stelle visibili da Alessandria d'Egitto [7], dividendole in sei gruppi in funzione della loro luminosità osservata. Le stelle più luminose erano dette di "prima magnitudine", quelle appena visibili di "sesta magnitudine", mentre le altre erano inserite nelle categorie intermedie. Si suppone, ma resta tuttora una congettura, che l'ideazione del concetto di magnitudine e relativa suddivisione in sei categorie delle stelle siano di origine più antica, probabilmente ad opera di Ipparco di Nicea (II sec. a.C.), da cui Tolomeo trasse buona parte del suo catalogo stellare.

1.2.2 La definizione moderna di magnitudine

Con i progressi in ambito anatomico del XIX secolo, divenne evidente che la risposta dell'occhio umano alla luce non era lineare, bensì logaritmica. Ulteriori studi mostrarono che le stelle di prima magnitudine apparivano luminose come circa cento volte quelle di sesta magnitudine. Basandosi su queste considerazioni, l'astronomo inglese Norman Robert Pogson formalizzò la definizione di magnitudine stabilendo il rapporto tra i flussi di due generiche magnitudini m ed $m+1$ come l'approssimazione alla prima cifra decimale della $\sqrt[5]{100}$, ossia 2.5. In questo modo, Pogson trasformò la magnitudine in una grandezza continua, che è tanto minore quanto più è grande il flusso della sorgente osservata. Nonostante questa caratteristica controintuitiva, la magnitudine è tuttora usata molto più del suo equivalente lineare, ovvero il flusso, grazie alla sua semplicità ed adimensionalità. Stabilito un oggetto che abbia un flusso F_0 (e quindi una magnitudine m_0) di riferimento, è possibile definire la magnitudine di un qualsiasi altro oggetto come:

$$m = m_0 - 2.5 \cdot \log \left(\frac{F}{F_0} \right) . \quad (1.1)$$

1.2.3 Punto zero

Inizialmente, venne stabilito come oggetto di riferimento la stella *Polaris*, a cui venne attribuita una magnitudine pari a +2. Tuttavia, la scelta non si rivelò felice, in quanto nel 1911 il danese Ejnar Hertzsprung confermò la già sospettata variabilità della stella, classificata in seguito come Cefeide [8]. A *Polaris* subentrò *Vega*, a cui venne assegnata

una magnitudine di 0 (detta “punto zero”) in qualunque banda. Anche in questo caso, tuttavia, si presentarono dei problemi [9]. Essa, infatti, risulta caratterizzata da un eccesso di luminosità nell’infrarosso [10], causato presumibilmente dalla presenza di un disco circumstellare [11] ed ha inoltre un forte gradiente di temperatura (~ 1500 K) tra il polo e l’equatore dovuto alla rapida rotazione [12]. Pertanto, si è giunti alla definitiva calibrazione mediante l’attribuzione – in qualunque banda – del punto zero ad un corpo nero (**par. 1.3.4**) ideale simile a *Vega*. Un sistema alternativo è il già citato AB, nel quale a qualsiasi frequenza viene associato un flusso costante (3631 Jy) per il relativo punto zero.

1.2.4 Somma di magnitudini

Vista la non linearità, occorre prestare attenzione nel calcolo della somma di più magnitudini, che tipicamente si rende necessario nella valutazione della luminosità totale di un sistema multiplo. In particolare, dal momento che il flusso totale è $F_{tot} = F_1 + F_2 + \dots + F_N$ dalla (1.1) segue:

$$m_{tot} = -2.5 \cdot \log \left(\sum_{i=1}^N 10^{-0.4 \cdot m_i} \right) .$$

1.2.5 Magnitudine integrata e magnitudine superficiale

Quando si osservano sorgenti estese (ossia non puntiformi) può essere utile introdurre i concetti di magnitudine integrata e magnitudine superficiale. La prima viene calcolata considerando il flusso proveniente dall’intero angolo solido contenente la sorgente, e rappresenta dunque la magnitudine che essa avrebbe se fosse concentrata in un unico punto. La seconda, invece, è l’analogo della brillantezza superficiale e viene pertanto misurata in $mag \cdot arcsec^{-2}$ (dove *mag* sta per “magnitudini”). La magnitudine superficiale è utile in quanto migliore indicatore della visibilità di un oggetto. Detto F_s il flusso per unità di superficie angolare e detta S la superficie angolare della sorgente, la relazione che lega la magnitudine superficiale alla magnitudine integrata è:

$$\begin{aligned} m_{sup} &= m_{int} - 2.5 \cdot \log \left(\frac{F_s}{F_{tot}} \right) = m_{int} - 2.5 \cdot \log \left(\frac{F_s}{F_s \cdot S} \right) = m_{int} - 2.5 \cdot \log \left(\frac{1}{S} \right) = \\ &= m_{int} + 2.5 \cdot \log(S) . \end{aligned}$$

1.2.6 Magnitudine limite

Quando si intende condurre delle osservazioni astronomiche, risulta senz’altro utile conoscere la massima magnitudine distinguibile. Essa è nota come magnitudine limite ed è

strettamente legata alla sensibilità dello strumento utilizzato e alla magnitudine superficiale del cielo, a sua volta legata alle condizioni del luogo di osservazione. Per quanto riguarda l'occhio umano, è possibile effettuare degli studi teorici al fine di realizzare un modello della capacità di contrasto. In uno studio del 2014, Andrew Crumey [13] ha ricavato la seguente formula empirica, che fornisce una stima della magnitudine limite in funzione della magnitudine superficiale del cielo μ e del parametro F , che varia di persona in persona tra circa 1.4 e 2.4:

$$m_{lim} = 0.3834\mu - 1.4400 - 2.5 \cdot \log(F) . \quad (1.2)$$

La magnitudine superficiale del cielo nelle migliori condizioni è di circa 21 $mag \cdot arcsec^{-2}$ e la (1.2) è valida con errore inferiore a 0.01 mag entro un margine di $\pm 1 mag \cdot arcsec^{-2}$. Assumendo un fattore F medio pari a 2, si ottiene una magnitudine limite di circa +6, corrispondente al valore tradizionalmente accettato. Per quanto riguarda i telescopi, invece, la magnitudine limite può essere espressa come [14]:

$$m_{lim} = 5 \cdot \log(D) + N ,$$

dove D è l'apertura dello strumento in cm e N è presumibilmente una costante, stimata pari a 7.7. Si tratta comunque, come è stato evidenziato [13], di una stima abbastanza imprecisa ed è pertanto valida solo in maniera indicativa.

1.2.7 Magnitudine assoluta

L'intera precedente trattazione ha riguardato il flusso proveniente dalla sorgente ricevuto in un determinato luogo. La magnitudine è pertanto detta apparente in quanto essa dipende dalla posizione dell'osservatore, ed in particolare dalla sua distanza dalla sorgente. Per confrontare la luminosità reale degli oggetti, occorre quindi fornire una grandezza che sia indipendente dalla distanza: essa prende il nome di magnitudine assoluta. Ricordando che il flusso ricevuto a distanza d da una sorgente di luminosità L è pari a $F = \frac{L}{4\pi d^2}$, si definisce la magnitudine assoluta come la magnitudine apparente che la sorgente avrebbe se si trovasse ad una distanza di 10 pc dall'osservatore³. Detto F_{10} il flusso alla distanza di 10 pc e detta d la distanza reale della sorgente in $parsec$, la relazione che lega la magnitudine assoluta M alla magnitudine apparente m è quindi:

$$\begin{aligned} M &= m - 2.5 \cdot \log\left(\frac{F_{10}}{F}\right) = m - 2.5 \cdot \log\left(\frac{L}{4\pi \cdot (10 pc)^2} \cdot \frac{4\pi d^2}{L}\right) = m - 2.5 \cdot \log\left[\frac{d^2}{(10 pc)^2}\right] = \\ &= m - 5 \cdot \log\left(\frac{d}{10}\right) = m - 5 \cdot [\log(d) - \log(10)] = m + 5 - 5 \cdot \log(d) . \end{aligned}$$

³ 1 pc ($parsec$) $\approx 3.0857 \cdot 10^{16} m$

Tale definizione, basata sulla distanza di calibrazione di 10 pc , fu stabilita dalla IAU nel 1922 [6] ed è dovuta al fatto che, in questo modo, le magnitudini assolute delle principali sorgenti astronomiche sono contenute in un intervallo relativamente simmetrico che contiene lo 0.

1.2.8 Magnitudine planetaria

L'arbitrarietà nella definizione di magnitudine assoluta consente, in alcuni contesti, di considerare una diversa distanza di calibrazione. Ad esempio, viste le sue dimensioni, nel Sistema Solare è spesso utilizzato un altro tipo di magnitudine assoluta H , detta "planetaria". Essa si fonda sull'utilizzo di una distanza pari ad 1 UA⁴.

1.2.9 Estinzione atmosferica

Quando si conducono osservazioni dalla superficie terrestre, occorre considerare la presenza dell'atmosfera, che riduce il flusso delle sorgenti osservate (a causa di processi di assorbimento e diffusione). Questo fenomeno, noto come estinzione atmosferica, può aumentare la magnitudine degli oggetti anche di diverse unità ed è tanto più intenso quanto più è grande la distanza zenitale della sorgente. Fino a distanze zenitali di circa $60^\circ - 70^\circ$, l'atmosfera può essere approssimata come uno strato piano di spessore costante. Tale spessore viene fissato come valore unitario. Da ciò segue che la luce della sorgente debba attraversare, in funzione della sua distanza zenitale z , una distanza di:

$$\chi = \frac{1}{\cos(z)} = \sec(z) .$$

Questa distanza è nota come "massa d'aria" e vale 1 allo zenit. Quando si osserva ad altezze inferiori a $20^\circ - 30^\circ$, la precedente formula non è più efficace, a causa della curvatura dell'atmosfera e della rifrazione. Una possibile alternativa è quella fornita da R.H. Hardie [15], che risulta valida anche ad altezze prossime all'orizzonte:

$$\chi = \sec(z) - 0.0018167 \cdot [\sec(z) - 1] - 0.002875 \cdot [\sec(z) - 1]^2 - 0.0008083 \cdot [\sec(z) - 1]^3 .$$

Detto F_0 il flusso al di fuori dell'atmosfera e assumendo che quest'ultima sia omogenea, il flusso F che raggiunge effettivamente la superficie è $F = F_0 \cdot e^{-a\chi}$, dove a è una costante⁵ che dipende dalle condizioni atmosferiche. Da ciò segue che la magnitudine di un oggetto osservato dalla superficie terrestre vale:

⁴ 1 UA (Unità astronomica) $\approx 1.496 \cdot 10^{11}m$

⁵ Il fatto che sia costante dipende dall'assunzione che l'atmosfera sia omogenea.

$$m = m_0 - 2.5 \cdot \log\left(\frac{F}{F_0}\right) = m_0 - 2.5 \cdot \log(e^{-a\chi}) = m_0 + 2.5 \cdot a \cdot \chi \log(e) = m_0 + k\chi,$$

dove m_0 è la magnitudine che l'oggetto avrebbe al di fuori dell'atmosfera. La costante k , che dipende dalla frequenza a cui si conducono le osservazioni, nelle migliori condizioni vale circa 0.21 nel visibile.

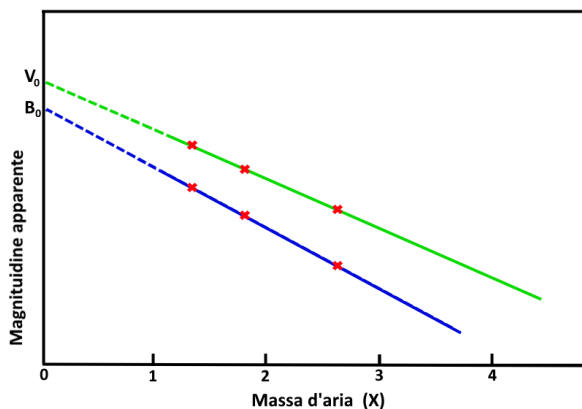


Figura 1.2: Tecnica delle rette di calibrazione per l'estinzione (esempio nelle bande B e V) [16].

In generale, per ciascuna banda, è possibile ricavare il valore di m_0 e di k durante la notte di osservazione conducendo diverse misure della magnitudine di una singola sorgente in diversi momenti (e quindi a diverse distanze zenitali). Per ciascuna misura e per ciascuna frequenza di osservazione, si identifica un punto sul grafico massa d'aria-magnitudine (fig. 1.2). Quindi, i punti possono essere interpolati con delle rette (una per ogni banda di osservazione). $k(\nu)$, ossia il coefficiente di estinzione alla frequenza

ν , è pari al coefficiente angolare della retta corrispondente. Inoltre, estrapolando la retta per $\chi = 0$, si ottiene il valore della magnitudine fuori atmosfera, nella relativa banda. Vale la pena osservare che il coefficiente di estinzione varia molto rapidamente al variare della frequenza: ad esempio, l'atmosfera è in grado di estinguere molto più facilmente il blu rispetto al rosso. Questo è il motivo per cui il Sole risulta più rosso al tramonto. Ci sono inoltre frequenze che sono estinte quasi del tutto dall'atmosfera, e pertanto non possono essere osservate da terra. Da qui una delle cause della necessità di disporre di telescopi spaziali.

1.2.10 Estinzione interstellare

Seppur in maniera molto meno incisiva, anche il mezzo interstellare (ISM) è in grado di estinguere la luce. Tale fenomeno, causato dalla presenza di gas e polvere, fu notato già nel 1847 da Friedrich von Struve [17] e ben descritto da Robert Trumpler nel 1930 [18]. Il coefficiente di estinzione è in questo caso diversi ordini di grandezza più piccolo (ma le distanze sono invece di scala molto maggiore) e dipende fortemente dalla direzione di osservazione (e ovviamente dalla frequenza). Entro la Via Lattea, vale in media 1-2 mag/kpc, ma ad esempio il Centro Galattico ha un'estinzione, visto dalla Terra, che può arrivare nel visibile a 30 magnitudini [19]. La dipendenza del coefficiente di assorbimento dalla frequenza è inoltre causa del fenomeno dell'arrossamento interstellare (**par. 1.3.3**).

1.2.11 Magnitudine bolometrica

Fino ad ora, la magnitudine è stata considerata come misura del flusso ricevuto in una specifica banda di osservazione. Per avere una comprensione globale dell'emissione delle sorgenti, si rende però necessario definire una nuova grandezza, che descriva il flusso integrato su tutto lo spettro elettromagnetico: la magnitudine bolometrica. Essa può essere a sua volta apparente o assoluta (in analogia con quanto descritto precedentemente), e consente un confronto globale tra le sorgenti. Un oggetto può essere più luminoso di un altro in banda V e meno luminoso in banda B: la magnitudine bolometrica, tuttavia, permette di stabilire in maniera oggettiva quale dei due sia più luminoso nel complesso. Benché la magnitudine bolometrica sia usata da tempo, la mancanza di una normalizzazione internazionale e le discrepanze nelle misure della magnitudine bolometrica del Sole hanno portato ad incongruenze sistematiche nella catalogazione delle stelle. Pertanto, nell'agosto 2015, la IAU ha approvato la risoluzione B2, stabilendo il punto zero della magnitudine bolometrica assoluta come relativo ad una luminosità di $L_0 = 3.0128 \cdot 10^{28} W$, corrispondente ad una magnitudine bolometrica assoluta $M_{bol,\odot} = 4.74$ e apparente $m_{bol,\odot} = -26.832$ per il Sole [20]. Quindi, detta L la luminosità bolometrica dell'oggetto osservato in W , si ha che la sua magnitudine assoluta bolometrica è:

$$M_{bol} = -2.5 \cdot \log\left(\frac{L}{L_0}\right) \approx -2.5 \cdot \log(L) + 71.197425 .$$

1.2.12 Correzione bolometrica

Misurare il flusso integrato in tutto lo spettro elettromagnetico è spesso difficile, a causa della necessità di disporre di molteplici strumenti per l'osservazione in bande diverse e a causa dell'estinzione atmosferica. Pertanto, sulla base dei modelli stellari, viene definita una "correzione bolometrica" (BC), che consente - dalla misura della magnitudine visuale (in banda V) M_V - di ottenere una stima accurata della magnitudine bolometrica, come:

$$M_{bol} = M_V + BC .$$

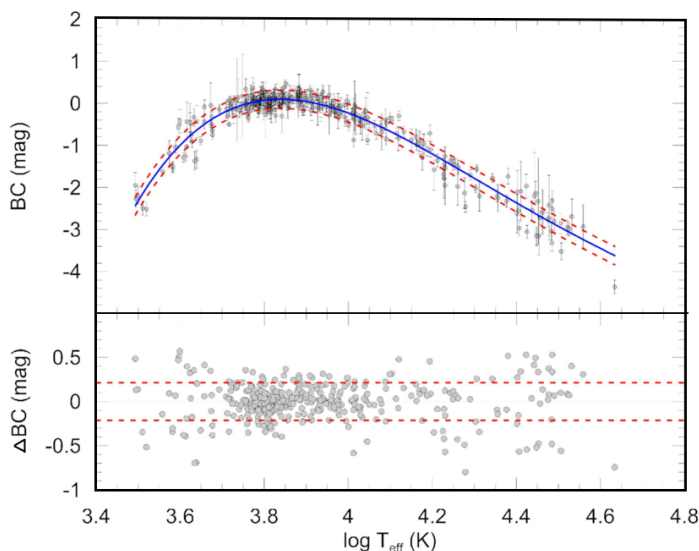


Figura 1.3: Correzione bolometrica [21].

Si noti che la correzione bolometrica dipende dalla temperatura superficiale T della stella, e sarà tanto più grande quanto più il picco di emissione è lontano in frequenza dalla banda V (**par. 1.3.5**). In figura (1.3) sono riportati i risultati ottenuti, per la BC in funzione di T , da Eker et al. in uno studio del 2020 sulle stelle di sequenza principale con metallicità $0.008 \leq Z \leq 0.040$ [21]. Si noti che, per temperature comprese tra 5859 K e 8226 K, la correzione bolometrica risulta positiva. Eppure il flusso bolometrico non può, per definizione, essere minore di quello limitato alla banda V. La causa di questa apparente contraddizione è dovuta alla differente definizione dei flussi di riferimento (punti zero) per le due magnitudini. L'espressione ricavata empiricamente per la BC è dunque:

$$BC = a + b \cdot \log(T) + c \cdot [\log(T)]^2 + d \cdot [\log(T)]^3 + e \cdot [\log(T)]^4 ,$$

dove:

$$a = -2361 \pm 520, \quad b = 2109 \pm 519, \quad c = -702.0 \pm 194.3, \quad d = 103.3 \pm 32.23, \quad e = -5.686 \pm 2.001.$$

1.3 Colori

1.3.1 Bande e colori

La banda visibile dello spettro elettromagnetico viene tradizionalmente divisa in colori, dal rosso ($\nu = 430 - 480 \text{ THz}$) fino al violetto ($\nu = 670 - 750 \text{ THz}$). È anche possibile estendere la definizione a frequenze non percepibili dall'occhio umano (ad esempio IR o UV). I filtri astronomici e le corrispondenti bande possono a loro volta essere omologati a dei colori. Quando, ad esempio, si parla di magnitudine blu, si intende la magnitudine in banda B.

1.3.2 Indici di colore

In un qualunque sistema fotometrico, è possibile definire degli "indici di colore". Nello specifico, un indice di colore corrisponde alla differenza tra le magnitudini di un oggetto misurate in due bande diverse. Gli indici di colore più usati, sulla base del sistema UBV, sono il $B-V$ (uguale cioè a $m_B - m_V$) e l' $U-V$. In base alla moderna definizione di punto zero per le magnitudini (**par. 1.2.3**), questi due indici valgono 0 per il corpo nero ideale usato come riferimento, e sono dunque molto prossimi a 0 per stelle simili a *Vega* [6].

1.3.3 Eccesso di colore

A causa dell'estinzione interstellare (**par. 1.2.10**), la cui entità - nel visibile - aumenta con la frequenza, l'indice di colore $B-V$ tende ad aumentare con la distanza (effetto di *arrossamento*). Scelta una sorgente e detta A_ν l'estinzione totale in magnitudini alla frequenza ν tra la sorgente e l'osservatore, si ha che [6]:

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

dove $(B - V)_0$ è detto *colore intrinseco* della sorgente e E_{B-V} è detto *eccesso di colore*. Da studi sul mezzo interstellare [6], si è inoltre osservato che il rapporto tra l'estinzione in banda V e l'eccesso di colore E_{B-V} è pressoché costante per tutte le stelle nella Via Lattea:

$$R = \frac{A_V}{E_{B-V}} \approx 3 .$$

1.3.4 Corpo nero

Un corpo nero è definito come un oggetto che non riflette o diffonde la radiazione incidente, ma la assorbe e riemette completamente. L'emissione di un corpo nero - perfettamente indipendente dalla sua forma e composizione - dipende solo dalla sua temperatura, ed è descritta dalla legge di Planck⁶ [6]:

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

Le stelle sono alcuni tra gli oggetti che più si avvicinano a dei corpi neri e pertanto la loro emissione può essere modellata con la legge di Planck. Più precisamente, le stelle hanno uno spettro che approssima un corpo nero nel continuo, ma che è solcato da innumerevoli righe spettrali, causate dall'assorbimento da parte di atomi (e per le stelle più fredde anche molecole) presenti nell'atmosfera stellare.

1.3.5 Legge di Wien

Dalla legge di Planck, si osserva che l'emissione di due corpi neri è tale per cui, a qualunque frequenza, quello con la temperatura maggiore ha un'emissione maggiore. Graficamente, questo è evidente in quanto le curve di Planck non si intersecano mai tra di loro. Inoltre, il picco di emissione tende a spostarsi a frequenze maggiori all'aumentare della temperatura (fig. 1.4). Questo andamento è descritto dalla legge di Wien (1893), che lega la

⁶ dove h è la costante di Planck, k è la costante di Boltzmann, c è la velocità della luce nel vuoto.

lunghezza d'onda λ_{max} (o la frequenza) del picco alla temperatura. Detta b la costante dello spostamento Wien⁷, si ha:

$$T = \frac{b}{\lambda_{max}} .$$

Wien ricavò la sua legge empiricamente, poiché non era ancora nota la legge di Planck (per la quale si sarebbe dovuto attendere il 1900). Infatti, conoscendo quest'ultima, è possibile ottenere la legge di Wien calcolando, in funzione della temperatura, il suo punto stazionario. Per quanto riguarda le stelle, è sufficiente interpolare lo spettro con una curva di Planck e valutarne il massimo, al fine di conoscere la temperatura alla fotosfera. Quindi, in questo contesto, si può affermare che colore e temperatura sono due concetti che si riferiscono alla stessa grandezza.

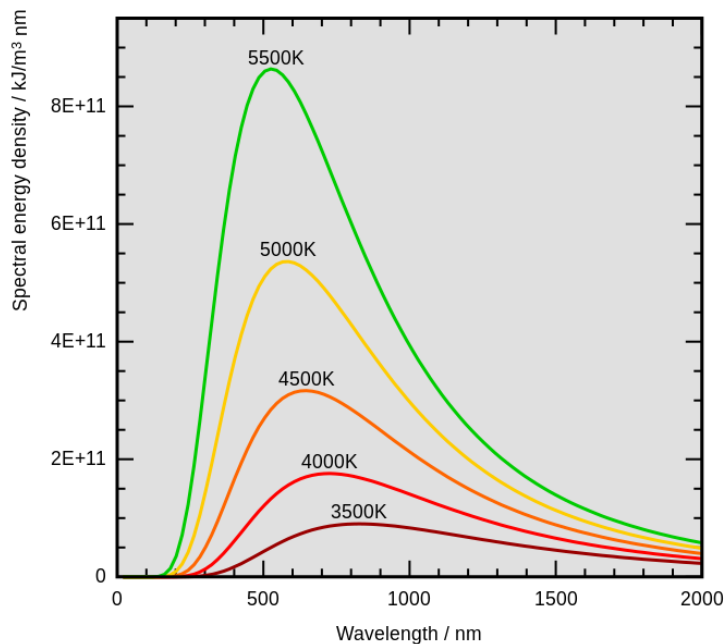


Figura 1.4: Curve di Planck per diverse temperature [22].

1.3.6 Equivalenza tra indice di colore e temperatura

Dall'espressione della legge di Planck, è inoltre possibile ricavare una relazione tra un qualsiasi indice di colore e la temperatura del corpo nero. In questo senso, per conoscere la T di una stella, è sufficiente - in prima approssimazione - misurare la sua magnitudine in due bande diverse e correggere per l'eccesso di colore (**par. 1.3.3**). Ad esempio, per l'indice $B-V$, la temperatura in Kelvin vale [23]:

$$T \approx 4600 \cdot \left(\frac{1}{0.92(B - V) + 1.7} + \frac{1}{0.92(B - V) + 0.62} \right) .$$

⁷ $b = 2.8977685(51) \cdot 10^{-3} \text{ m} \cdot \text{K}$

Capitolo 2

Diagrammi astrofisici

2.1 Astrofisica stellare

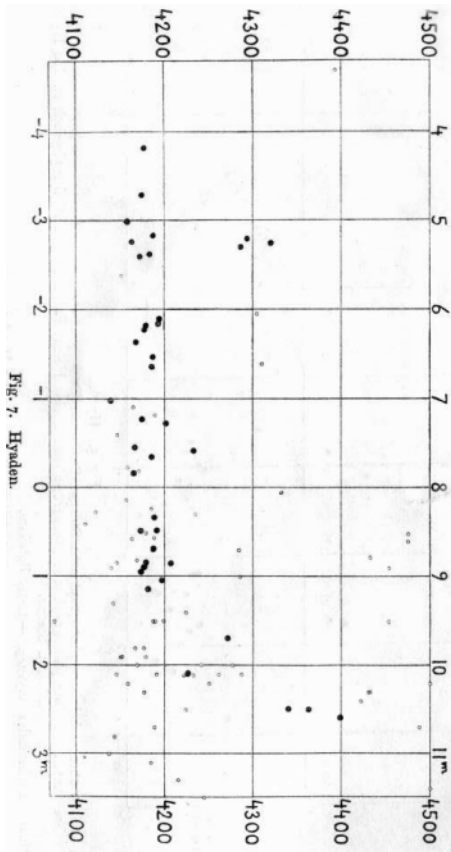
2.1.1 Diagramma HR

Al prelude della Prima Guerra Mondiale, Ejnar Hertzsprung ed Henry Norris Russell idearono quello che resta tuttora il più noto ed usato diagramma dell'astrofisica stellare, chiamato - in loro onore - *diagramma HR*. Esso classifica le stelle in base a due grandezze: la temperatura di colore (ottenuta cioè dalla legge di Wien) e la luminosità (o magnitudine assoluta). Ciò permette di evidenziare come le stelle si dispongano in specifiche zone del diagramma, in base alla loro natura. Benché avesse lavorato con dei diagrammi analoghi già dalla fine del primo decennio del XX secolo, fu solo nel 1911 che Hertzsprung rese pubblica la sua intuizione, all'interno di un articolo [24] in cui graficò - per diverse stelle degli ammassi delle Pleiadi e delle Iadi (in due diagrammi separati, uno per ciascun ammasso) - la magnitudine apparente rispetto al colore (più precisamente alla lunghezza d'onda di picco). Dal momento che le stelle di un ammasso si trovano tutte circa alla stessa distanza dalla Terra, la magnitudine apparente è un buon indicatore della luminosità reale. Hertzsprung osservò che tutte le stelle delle Pleiadi si disponevano lungo una banda relativamente stretta (la *sequenza principale*). Anche per le Iadi (fig. 2.1a) si evidenziava una situazione analoga, ma esistevano alcune stelle che formavano invece un raggruppamento separato rispetto alla maggioranza, avendo una luminosità molto alta rispetto al loro colore (o temperatura). Questo effetto fu confermato - due anni più tardi (1913) - da Russel [25], che aveva a disposizione numerose misure di parallasse¹ e poté includere molte più stelle. Naturalmente, Russel utilizzò la magnitudine assoluta, avendo ciascuna stella una distanza diversa (fig. 2.1b). Nel suo articolo, Russel classificò le stelle come "nane" se si trovavano nella sequenza principale (MS²) e come "giganti" se facevano parte dell'altro gruppo. Russel attribuì queste denominazioni ad Hertzsprung; eppure - benché

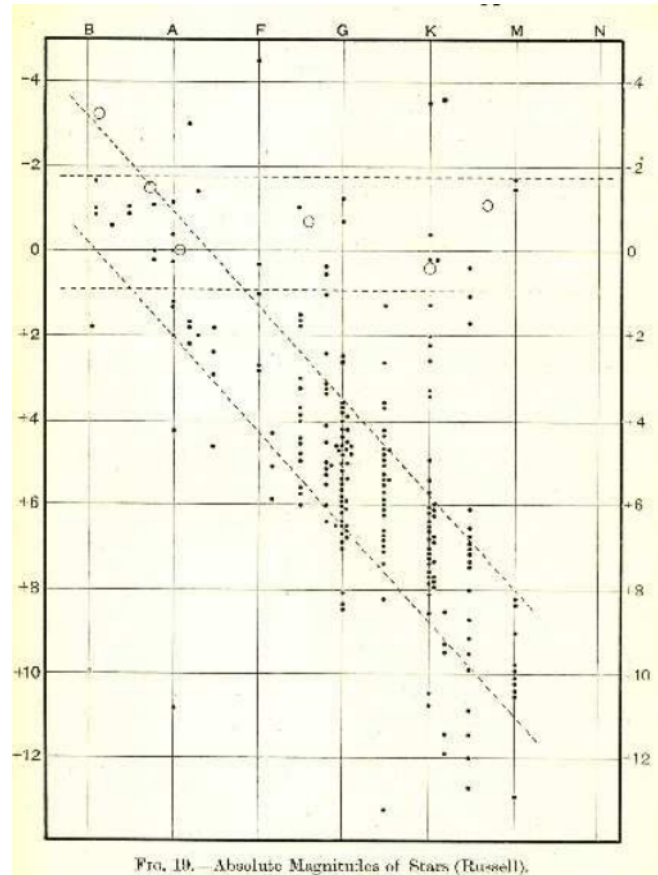
¹ L'angolo di parallasse di un oggetto consente di calcolare la sua distanza dalla Terra.

² Dall'inglese *Main Sequence*.

avesse evidenziato la separazione fra i due gruppi - Hertzsprung in seguito affermò: "Mi affretto a dire che ho evitato le espressioni *gigante* e *nana*, perché le stelle non differiscono molto in massa, bensì in densità. Piuttosto sarebbero più o meno *gonfie*" [26]. Sembra dunque che le due definizioni debbano essere attribuite a Russel, benchè il termine *gigante* fosse già stato usato da Karl Schwarzschild nel 1908 [27].



(a) Hertzsprung [24]: diagramma delle Iadi (1911).



(b) Eddington [28]: diagramma di Russel migliorato tipograficamente (1914).

Figura 2.1: Le prime versioni del diagramma HR.

Negli anni seguenti, il diagramma fu esteso grazie alle sempre migliori osservazioni e si evidenziarono differenti tipi di giganti ed un terzo gruppo di stelle: le *nane bianche*. Si comprese inoltre che i diversi raggruppamenti rappresentavano stelle in varie fasi della loro evoluzione³ e che la densità di stelle in un certo raggruppamento è strettamente legata alla durata della corrispondente fase evolutiva. Tuttora, il diagramma HR viene usato per studiare le *tracce evolutive* delle stelle, ovvero il percorso che compiono nel diagramma

³ Le Pleiadi sono stelle giovani e nessuna ha avuto il tempo di divenire una *gigante* ed è per questo che nel suo diagramma Hertzsprung osservò solo la MS.

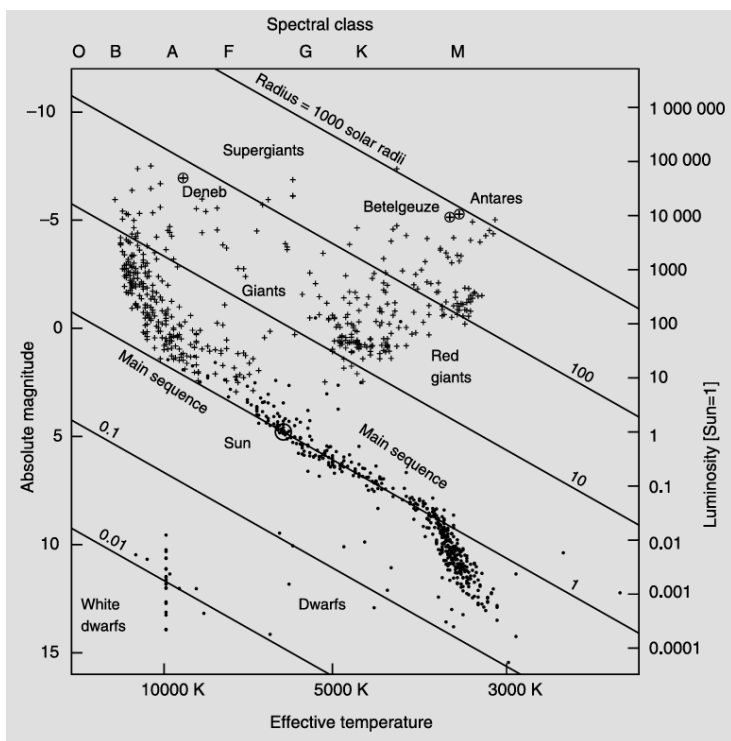


Figura 2.2: Il diagramma HR (le stelle a meno di 50 anni luce sono marcate con dei punti) [6].

durante l'arco della loro vita. La MS è la più popolata ed è la posizione in cui le stelle si trovano per la maggior parte della loro vita. La differente posizione nella sequenza è indice della massa della stella: più una stella è massiccia, tanto più si trova a temperature e luminosità maggiori e tanto meno lunga è la sua permanenza nella MS. In seguito, le stelle più massicce diventano *giganti*, aumentando la luminosità e raffreddandosi⁴. Infine, quasi tutte le stelle⁵ terminano la loro evoluzione divenendo delle *nane bianche*, stelle a temperatura intermedia ma bassissima luminosità⁶, ed iniziando un lento processo di raffreddamento.

In figura (2.2) è rappresentata la versione moderna del diagramma HR. Un'importante considerazione va fatta in merito agli *effetti di selezione*: nella scelta di un campione di stelle, è più probabile che quelle più luminose siano incluse, poiché sono ben visibili anche a distanze maggiori. Se si realizzasse un diagramma HR con tutte le stelle entro una certa distanza, esso sarebbe molto più popolato nelle regioni a bassa luminosità che in quelle ad alta [6].

2.1.2 Diagramma colore-magnitudine

Basandosi in parte su quanto fatto da Hertzsprung nel 1911, è possibile realizzare una versione osservativa (cioè basata su dati diretti) del diagramma HR, al fine di studiare gli ammassi stellari. In tal caso, si grafica la magnitudine apparente delle stelle rispetto all'indice di colore (analogo alla T come visto nel **par. 1.3.6**), e il diagramma si chiama perciò *colore-magnitudine*. Poiché le stelle degli ammassi si formano nella stessa epoca, è possibile ricavare l'età dell'ammasso valutando il punto di *turn-off* in cui le stelle abban-

⁴ Un aumento di luminosità e una diminuzione di temperatura causano un aumento del raggio per via della legge di Stefan-Boltzmann $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$.

⁵ Un'eccezione sono le stelle di massa superiore a circa $8 - 10 M_{\odot}$ che esplodono come supernovae, eventualmente lasciando come resti stelle di neutroni o buchi neri.

⁶ Questo spiega perché furono scoperte per ultime.

donano la MS. Inoltre, è possibile ricavare la distanza dell'ammasso, dalla considerazione che la MS è nella stessa posizione (in termini di magnitudine assoluta) per qualunque ammasso. Lo spostamento verticale tra un diagramma e l'altro è dunque dovuto solo alla differente distanza [6].

2.2 Astrofisica extragalattica

2.2.1 Colori e bimodalità

Anche nel campo dell'astrofisica extragalattica, i colori forniscono importanti informazioni, in quanto dipendono dal tasso di formazione stellare, dalla metallicità e dall'estinzione da polvere. Studi recenti hanno mostrato che le galassie seguono una distribuzione bimodale nel piano luminosità-colore o massa-colore (fig. 2.3). La prima regione, chiamata *red sequence* è composta prevalentemente da ETGs - galassie vecchie e con poca formazione stellare (ellittiche, lenticolari) - e da una piccola percentuale di SFGs - galassie più giovani con alto tasso di formazione stellare (spirali, spirali barrate) - più rosse a causa di un sostanziale *bulge* o di estinzione da polvere. L'altra regione, detta *blue cloud*, include la restante frazione di SFGs. La regione intermedia è nota come *green valley* ed è poco popolata. La bimodalità cromatica diventa più accentuata quando l'indice di colore adottato comprende un filtro UV sensibile alla presenza di stelle giovani ($U-B$ o $u-r$) [29].

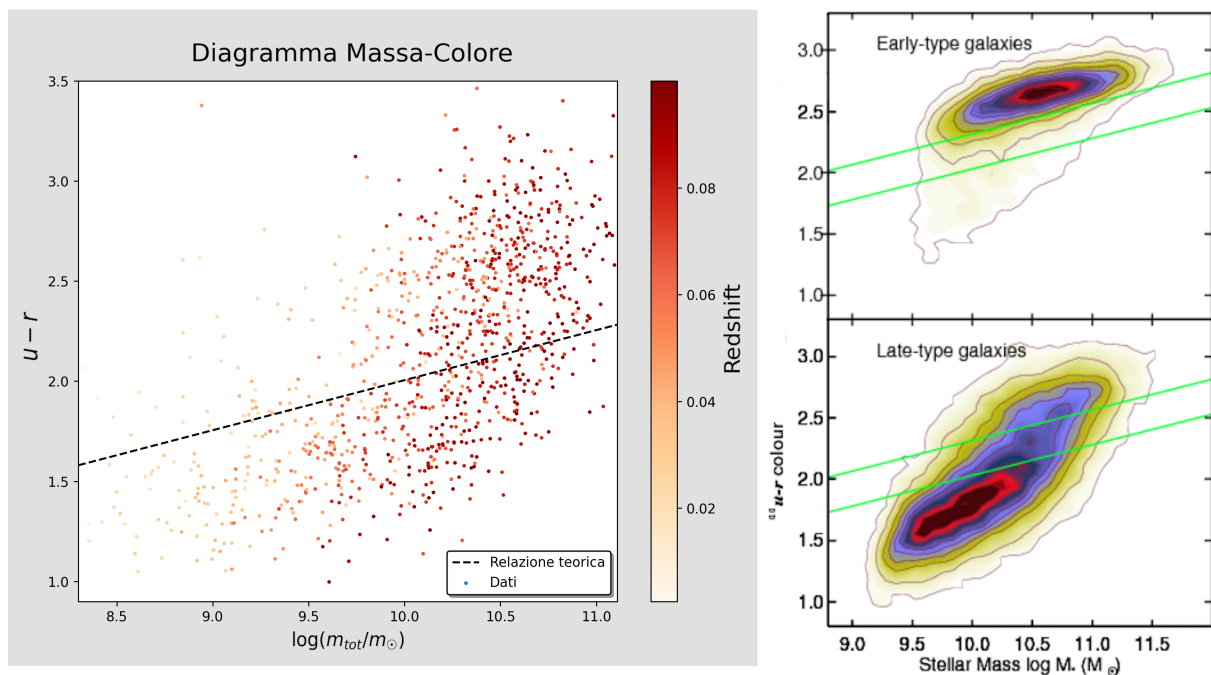


Figura 2.3: Diagrammi massa-colore per le galassie. A sinistra: studio dell'autore di questa tesi sulla base dei dati del catalogo SDSS. La relazione teorica che separa le regioni è $y = -0.495 + 0.25x$ [30]. A destra: confronto tra galassie ETGs (in alto) e SFGs (in basso) [31].

Bibliografia

- [1] Harold L Johnson and WW Morgan. Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the yerkes spectral atlas. *Astrophysical Journal*, Vol. 117, p. 313, 117:313, 1953.
- [2] Braulio Iriarte, Harold L Johnson, Richard I Mitchell, and Wieslaw K Wisniewski. Five-color photometry of bright stars. *Sky and Telescope*, 30:21, 1965.
- [3] Michael S Bessell. Standard photometric systems. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 43:293–336, 2005.
- [4] JW Menzies, AWJ Cousins, RM Banfield, and JD Laing. Ubv (ri) c standard stars in the e-and f-regions and in the magellanic clouds-a revised catalogue. *South African Astronomical Observatory Circular*, No. 13, p. 1-13, 13:1–13, 1989.
- [5] Léo Girardi, G Bertelli, A Bressan, Cesare Chiosi, MAT Groenewegen, Paola Marigo, B Salasnich, and A Weiss. Theoretical isochrones in several photometric systems-i. johnson-cousins-glass, hst/wfpc2, hst/nicmos, washington, and eso imaging survey filter sets. *Astronomy & Astrophysics*, 391(1):195–212, 2002.
- [6] Hannu Karttunen, Pekka Kröger, Heikki Oja, Markku Poutanen, and Karl Johan Donner. *Fundamental astronomy*. Springer, 2007.
- [7] Ptolemy et al. *TOOMER: PTOLEMY'S ALMAGEST, (DUCKWORTH)*. Springer, 1984.
- [8] Ejnar Hertzsprung. Nachweis der veränderlichkeit von alpha ursae minoris. *Astronomische Nachrichten*, volume 189, Issue 6, p. 89, 189:89, 1911.
- [9] G. H. Rieke, M. Blaylock, L. Decin, C. Engelbracht, P. Ogle, E. Avrett, J. Carpenter, R. M. Cutri, L. Armus, K. Gordon, R. O. Gray, J. Hinz, K. Su, and Christopher N. A. Willmer. Absolute physical calibration in the infrared. *The Astronomical Journal*, 135(6):2245, may 2008.
- [10] Paul M Harvey, Bruce A Wilking, and Marshall Joy. On the far-infrared excess of vega. *Nature*, 307(5950):441–442, 1984.

- [11] Austin F Gulliver, Graham Hill, and Saul J Adelman. Vega: A rapidly rotating pole-on star. *The Astrophysical Journal*, vol. 429, no. 2, pt. 2, p. L81-L84, 429:L81–L84, 1994.
- [12] Olivier Absil, E Di Folco, A Mérand, J-C Augereau, V Coudé Du Foresto, JP Aufdenberg, P Kervella, ST Ridgway, DH Berger, TA Ten Brummelaar, et al. Circumstellar material in the vega inner system revealed by chara/fluor. *Astronomy & Astrophysics*, 452(1):237–244, 2006.
- [13] Andrew Crumey. Human contrast threshold and astronomical visibility. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 442(3):2600–2619, 2014.
- [14] Roy H Garstang. Limiting visual magnitude and night sky brightness. *Memorie della Società Astronomia Italiana, Vol. 71, p. 83*, 71:83, 2000.
- [15] RH Hardie. Photoelectric reductions, chapter 8 of astronomical techniques, ed. wa hiltner, stars and stellar systems, ii, 1962.
- [16] J Palmer and AC Davenhall. The ccd photometric calibration cookbook. *Starlink Cookbook*, 6:8, 2001.
- [17] Friedrich Georg Wilhelm Struve. *Etudes d’Astronomie Stellaire: Sur la voie lactee et sur la distance des etoiles fixes*. 1847.
- [18] Robert J Trumpler. Preliminary results on the distances, dimensions, and space distribution of open star clusters. In *A Source Book in Astronomy and Astrophysics, 1900–1975*, pages 593–604. Harvard University Press, 1979.
- [19] David J Schlegel, Douglas P Finkbeiner, and Marc Davis. Maps of dust infrared emission for use in estimation of reddening and cosmic microwave background radiation foregrounds. *The Astrophysical Journal*, 500(2):525, 1998.
- [20] EE Mamajek, G Torres, A Prsa, P Harmanec, M Asplund, PD Bennett, N Capitaine, J Christensen-Dalsgaard, E Depagne, WM Folkner, et al. Iau 2015 resolution b2 on recommended zero points for the absolute and apparent bolometric magnitude scales. *arXiv preprint arXiv:1510.06262*, 2015.
- [21] Zeki Eker, FARUK Soyduğan, Selçuk Bilir, Volkan Bakış, FAHRİ Aliçavuş, Simge Özer, Gülçin Aslan, M Alpsyoy, and Y Köse. Empirical bolometric correction coefficients for nearby main-sequence stars in the gaia era. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 496(3):3887–3905, 2020.
- [22] Wikimedia Commons. File:wiens law.svg — wikimedia commons, the free media repository, 2023. [Online; accessed 23-February-2024].

- [23] FJ Ballesteros. New insights into black bodies. *Europhysics Letters*, 97(3):34008, 2012.
- [24] Ejnar Hertzsprung. *Über die Verwendung photographischer effektiver Wellenlaengen zur Bestimmung von Farbaequivalenten*. Number 63. 1911.
- [25] Henry Norris Russell. "giant" and "dwarf" stars. *The Observatory*, Vol. 36, p. 324-329 (1913), 36:324–329, 1913.
- [26] Owen Gingerich. The critical importance of russell's diagram. *arXiv preprint arXiv:1302.0862*, 2013.
- [27] Karl Schwarzschild. *Über das System der Fixsterne*. Knauer, 1908.
- [28] Arthur Stanley Eddington. *Stellar Movements and the Structure of the Universe*. Macmillan and Company, limited, 1914.
- [29] Andrea Cimatti, Filippo Fraternali, and Carlo Nipoti. *Introduction to galaxy formation and evolution: from primordial gas to present-day galaxies*. Cambridge University Press, 2019.
- [30] Michele Moresco. *Elementi di informatica, Appunti e dispense del corso*. Università di Bologna, 2020.
- [31] Kevin Schawinski, C Megan Urry, Brooke D Simmons, Lucy Fortson, Sugata Kaviraj, William C Keel, Chris J Lintott, Karen L Masters, Robert C Nichol, Marc Sarzi, et al. The green valley is a red herring: Galaxy zoo reveals two evolutionary pathways towards quenching of star formation in early-and late-type galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 440(1):889–907, 2014.