

Alma Mater Studiorum – Università di Bologna

---

Dipartimento di Fisica e Astronomia  
Corso di Laurea in Astronomia

# **Classificazione spettrale delle stelle**

Tesi di laurea

Presentata da:  
Corrado Bosi

Relatore:  
Chiar.mo Prof. Daniele Dallacasa

---

Anno accademico 2020-2021

# Indice

Introduzione	3
Capitolo 1: Spettri	4
1.1: Spettro e righe spettrali .....	4
1.2: Trasporto radiativo .....	5
1.3: Equazione di Boltzmann .....	6
1.4: Equazione di Saha .....	7
1.5: Applicazione: serie di Balmer .....	7
Capitolo 2: Classificazione spettrale	8
2.1: Classificazione di Secchi .....	8
2.2: Classificazione di Harvard .....	9
2.3: Diagramma HR .....	13
2.4: Classificazione di Yerkes .....	15

# Introduzione

Le stelle ricoprono il ruolo di protagonista nell'illuminazione della volta celeste. Dopo un primo sguardo, è facile notare come la luce proveniente dalle stelle sia diversa per ognuna di esse.

Grazie ai lavori di alcuni scienziati dalla seconda metà dell'Ottocento alla prima metà del Novecento, è stato possibile analizzare lo spettro di moltissime stelle. Queste sono state inizialmente classificate in base a caratteristiche comuni della radiazione, senza attribuire, in un primo momento, delle caratteristiche fisiche ad ogni classe.

Questo elaborato è diviso in due capitoli. Il primo capitolo, dopo una breve panoramica sulle basi degli spettri, mostra come le caratteristiche fisiche (in particolare la temperatura) delle stelle influenzano lo spettro e fornisce un esempio di come una caratteristica tipica di molte stelle sia visibile al meglio per stelle di una determinata temperatura.

Il secondo capitolo tratta della prima classificazione, quella che ha fatto da base per le classificazioni successive. Dopo aver trattato della prima classificazione, introduce la classificazione di Harvard, usata ancora oggi, e descrive le caratteristiche degli spettri di ogni classe.

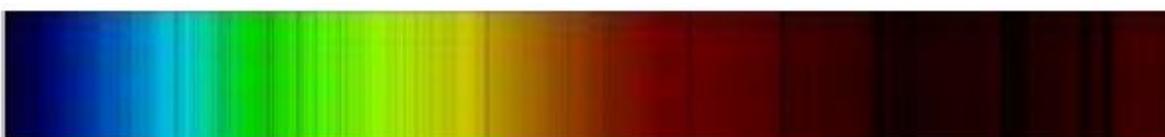
La parte finale del secondo capitolo illustra il diagramma HR e la classificazione di Yerkes, grazie alle quali è stato possibile, utilizzando congiuntamente la classificazione di Harvard, catalogare le stelle in relazione alle loro caratteristiche fisiche e alla loro fase evolutiva.

# Capitolo 1: Spettri

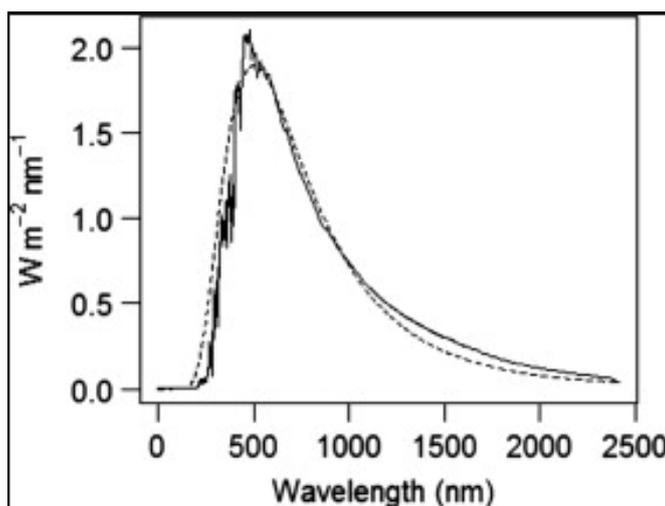
Per comprendere la classificazione spettrale delle stelle è necessario capire cosa sia e come sia fatto lo spettro di una stella; dallo spettro, infatti, si ricavano molte informazioni sulle caratteristiche fisiche e sulla composizione chimica delle stelle osservate.

## 1.1 Spettro e righe spettrali

Lo spettro di una stella è la distribuzione dell'intensità della radiazione in funzione della frequenza o della lunghezza d'onda; esso è dato dalla combinazione di un continuo e di righe di emissione o assorbimento.



**Figura 1.1:** Spettro del sole da 440 nm a 820 nm



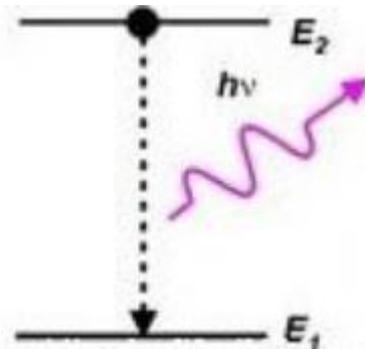
**Figura 1.2:** Curva di corpo nero perfetto a temperatura solare messa a confronto con lo spettro del sole

Il continuo stellare è, in natura, una delle migliori approssimazioni della distribuzione di corpo nero (Figura 1.2), ed è quindi ben descritto dalla relazione trovata da Planck:

$$B_{\nu}(\nu, T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} \quad (1.1)$$

Dove  $B_{\nu}$  è l'intensità specifica,  $h$  è la costante di Planck,  $c$  è la velocità della luce,  $k$  è la costante di Boltzmann,  $\nu$  è la frequenza della radiazione e  $T$  è la temperatura del corpo. Per quanto riguarda le righe, è necessario, ai fini di comprendere appieno la classificazione spettrale, trattare più approfonditamente l'argomento. Le righe, secondo la meccanica quantistica, sono date da transizioni elettroniche tra livelli energetici discreti: gli elettroni di ogni atomo possono assumere solo determinati valori di energia, detti stati stazionari.

Chiamando i livelli energetici  $E_1, E_2, \dots$ , le transizioni elettroniche tra diversi livelli di energia producono le righe in assorbimento o in emissione; per esempio, un decadimento dal livello  $E_2$  al livello  $E_1$  produrrà un fotone di energia  $h\nu = E_2 - E_1$



**Figura 1.3:** Immagine schematica dell'emissione spontanea

Le righe spettrali, tuttavia, sono in grado di fornire più informazioni rispetto alla sola “presenza” di una specie chimica; studiando anche l'intensità delle righe, si possono ricavare informazioni fisiche fondamentali per una stella.

## 1.2 Trasporto radiativo

Per comprendere appieno uno spettro stellare è quindi necessario tenere conto dei fenomeni che alterano l'intensità della radiazione. Considerando la radiazione emessa da una stella che attraversa gli strati dell'atmosfera - assunti essere in equilibrio termico locale (LTE) - come un “beam”, ovvero un fascio, si può scrivere la relazione (1.2) che descrive la variazione dell'intensità del beam all'interno dell'atmosfera stellare:

$$-\frac{1}{k_\lambda \rho} \frac{dI_\lambda}{ds} = I_\lambda - S_\lambda \quad (1.2)$$

Dove  $k_\lambda$  è l'opacità,  $\rho$  è la densità e  $S_\lambda$  è la funzione sorgente ovvero il rapporto tra il coefficiente d'emissione e il coefficiente di assorbimento (l'opacità).

Definendo la profondità ottica  $\tau_\lambda$  si può riscrivere l'equazione (1.2)

$$d\tau_\lambda = -k_\lambda \rho ds \quad (1.3)$$

$$\frac{dI_\lambda}{d\tau_\lambda} = I_\lambda - S_\lambda \quad (1.4)$$

L'equazione (1.4) mostra come l'intensità tenda alla funzione sorgente locale. La radiazione, lungo il suo percorso negli strati stellari, attraversa strati a diversa profondità ottica; se la profondità ottica è sufficientemente alta, si parla di regime otticamente spesso, se invece  $\tau_\nu$  è sufficientemente piccolo ( $\tau_\nu < 1$ ), il regime è otticamente sottile. Al passaggio da regime otticamente spesso a otticamente sottile, il beam diventa visibile per un osservatore esterno; la radiazione osservata sarà quindi uguale alla funzione sorgente locale, ovvero, essendo in regime otticamente spesso e all'equilibrio termico, alla distribuzione di corpo nero. Lo strato dell'atmosfera stellare in cui avviene questo passaggio si chiama fotosfera (nel Sole è profondo circa 500 km). La temperatura della fotosfera determina la forma del continuo dello spettro stellare, ed è in buona approssimazione una radiazione di corpo nero.

La temperatura, oltre a determinare la forma del continuo, determina anche la popolazione dei livelli energetici delle specie atomiche nelle atmosfere stellari e quindi le intensità delle righe di assorbimento.

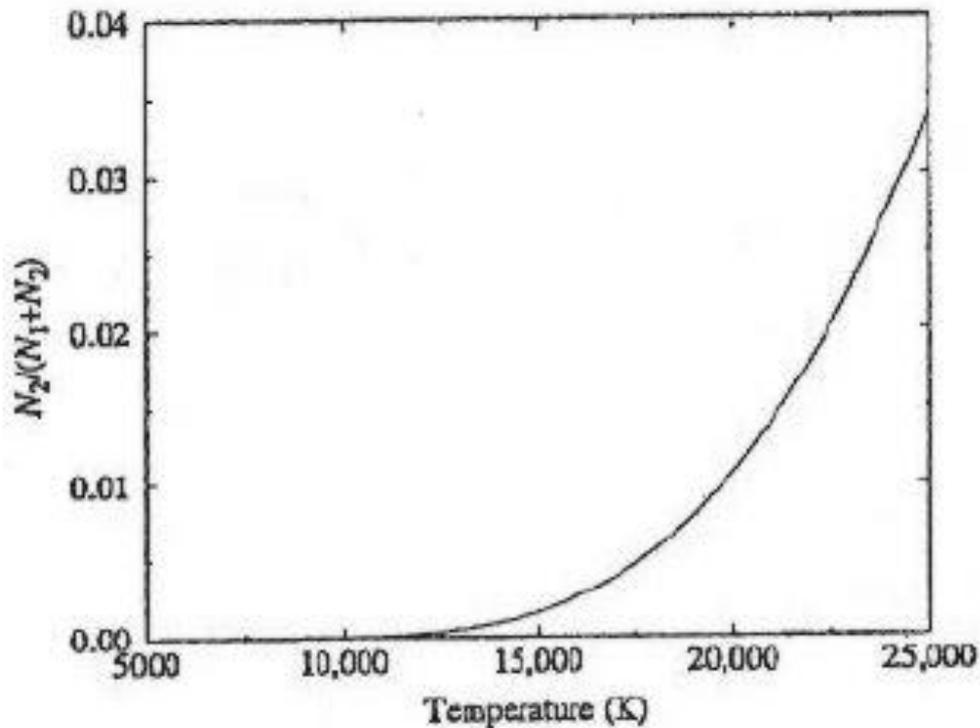
### 1.3 Equazione di Boltzmann

Per conoscere la popolazione dei livelli energetici, è necessario trattare l'eccitazione. L'eccitazione porta gli elettroni a livelli più energetici dello stato fondamentale; senza di essa non si potrebbero osservare molte righe note, per esempio, le righe della serie di Balmer richiedono atomi di idrogeno al livello energetico  $E_2$  (2 indica il numero quantico principale). L'equazione di Boltzmann (1.5), dati due livelli energetici  $E_a < E_b$ , fornisce il rapporto tra il numero di atomi nel livello b rispetto al livello a.

$$\frac{N_b}{N_a} = \frac{g_b}{g_a} e^{-\frac{E_b - E_a}{KT}} \quad (1.5)$$

$g$  rappresenta il peso statistico del livello energetico, ovvero il grado di degenerazione del livello.

Dall'equazione e dalla (figura 1.4) si evince che, per temperature maggiori, si ha un rapporto  $\frac{N_b}{N_a}$  maggiore; tuttavia, in questo modo non viene considerato un fenomeno che può portare, in seguito ad un aumento di temperatura, ad una diminuzione di popolazione del livello  $E_b$ .



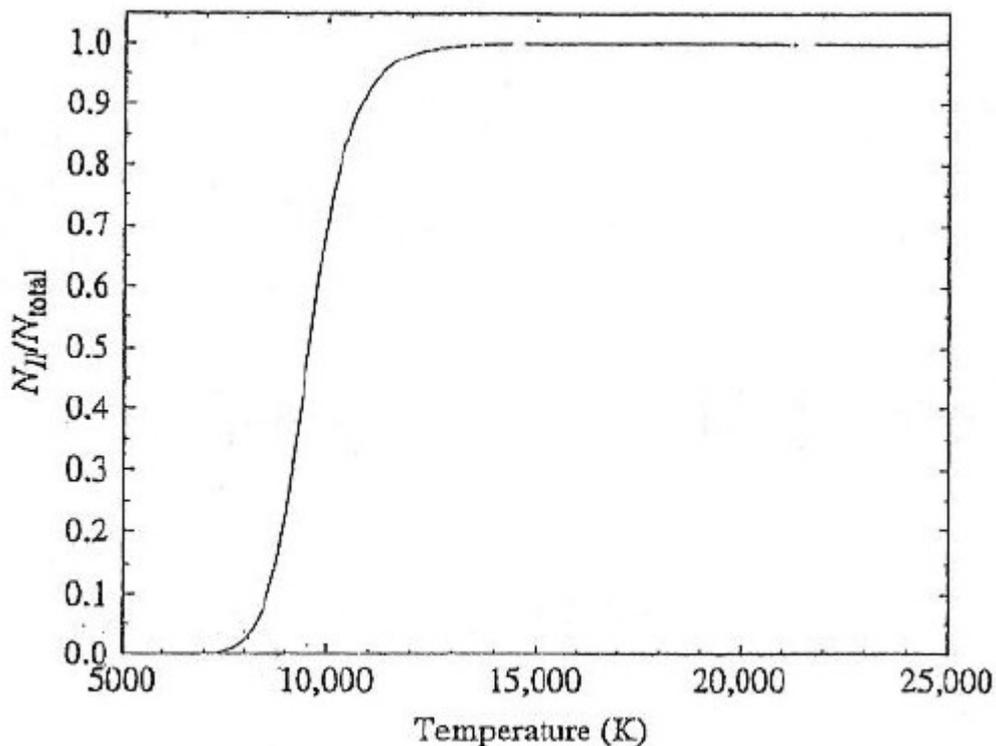
**Figura 1.4:** Grafico rappresentante l'andamento del rapporto  $\frac{N_2}{N_1+N_2}$  per l'atomo di idrogeno

## 1.4 Equazione di Saha

L'altro fenomeno fondamentale per una corretta trattazione dell'argomento è la ionizzazione. Per una specie atomica, le collisioni dovute all'agitazione termica possono rimuovere uno o più elettroni. L'equazione di Saha (1.6) fornisce ad una determinata temperatura  $T$  il rapporto tra il numero di atomi di una certa specie ionizzati  $j+1$  volte rispetto a quelli ionizzati  $j$  volte.

$$\text{Log} \frac{N_{j+1}}{N_j} = -0.176 - \text{Log} P_e + \text{Log} \frac{U_{j+1}}{U_j} + 2.5 \text{Log} T - \frac{5040}{T} \chi \quad (1.6)$$

$P_e$  è la pressione elettronica,  $\chi$  è il potenziale di ionizzazione,  $U_j$  è la funzione di partizione.



**Figura 1.5:** Grafico rappresentante l'andamento del rapporto tra atomi di idrogeno ionizzati e atomi di idrogeno totali

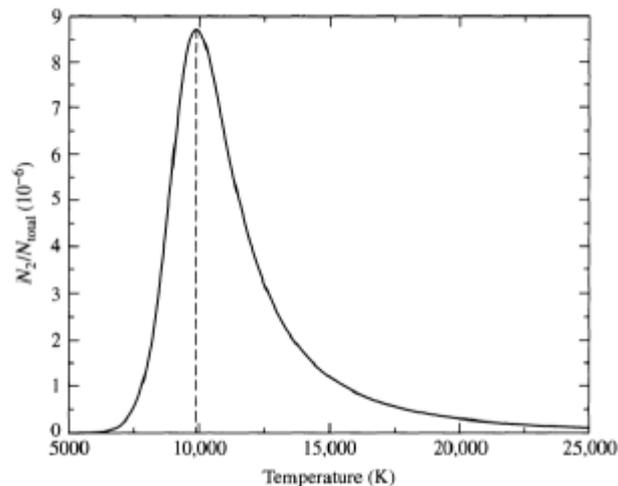
## 1.5 Applicazione: Serie di Balmer

Affinché vengano osservate le righe della serie di Balmer è necessario che ci siano atomi di idrogeno con l'elettrone al livello energetico  $E_2$ ; come visto dall'equazione di Boltzmann e dalla (figura 1.4), è necessario un ambiente con una sufficiente temperatura.

Considerando solo l'eccitazione, risulta che, maggiore è la temperatura, più elettroni sono eccitati; tuttavia, la massima intensità della serie di Balmer si ha per stelle a  $T=9500$  K, le stelle a temperature maggiore hanno righe meno intense. Questo è dovuto alla ionizzazione: oltre a  $T=10000$  K l'atomo di idrogeno perde l'elettrone che gli permette di produrre le righe. Dall'equazione di Saha si ricava la tabella (1.1) e dall'utilizzo combinato delle due equazioni si ricava la figura (1.6).

T [°K]	$N_{HII}/N_{HI}$	$N_{HII}/N_{Htot}$
5000	$6 \cdot 10^{-8}$	$6 \cdot 10^{-8}$
8300	0.06	0.06
9600	1.1	0.52
11300	20	0.95

**Tabella 1.1**



**Figura 1.6:** Andamento di  $N_2/N_{tot}$  in funzione della temperatura ( $N_{tot}$  rappresenta tutti gli atomi di idrogeno anche quelli ionizzati). Il massimo della figura corrisponde con la temperatura per la quale vengono osservate le righe della serie di Balmer più intense.

È quindi ora chiaro come le righe spettrali non dipendano dalla sola composizione chimica di una stella, ma anche dalla temperatura che, tramite i fenomeni discussi, determina le righe possibili e influenza le loro intensità.

## Capitolo 2: Classificazione spettrale

### 2.1 Classificazione di Secchi

Nel 1863 il padre gesuita Angelo Secchi inizia ad elaborare la prima classificazione stellare basata sugli spettri. Secchi si serve come elemento disperdente di un prisma ottico, con esso analizza oltre 4000 stelle. Nel 1867 pubblica i risultati proponendo 3 classi spettrali:

- Prima classe: Stelle Bianco-Azzurre. *“Tutte queste stelle, che chiamansi comunemente bianche, benché in realtà seino leggermente turchine, offrono uno spettro che è formato dall’insieme ordinario dei 7 colori, interrotto da quattro grandi linee nere, la prima nel rosso, l’altra nel verde-azzurro, le due ultime nel violetto”*  
In questo gruppo di stelle dominano intense righe dell’idrogeno (le stesse che nota Secchi).

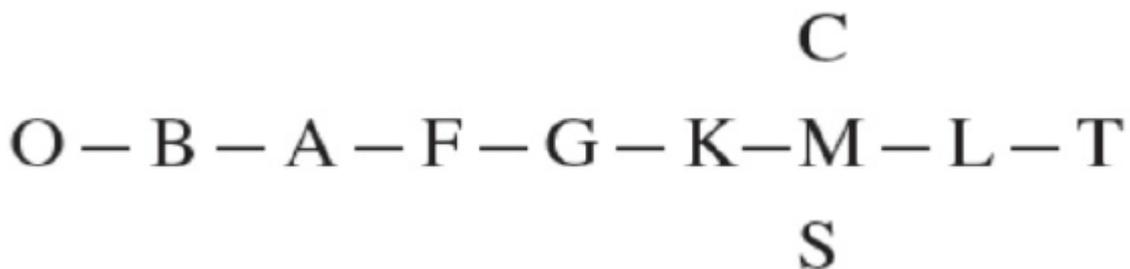
- Seconda classe: Stelle giallastre. *“Lo spettro di queste stelle è perfettamente simile a quello del nostro Sole, cioè formato di righe nere e finissime, serratissime, e che occupano la stessa posizione di quelle dello spettro solare”* In questa classe sono presenti righe dell'idrogeno meno intense, insieme a righe di metalli come Ca o Na.
- Terza classe: Stelle rosse con larghe bande in assorbimento. *“Tira più o meno al rosso o all'arancione”, “Lo spettro del terzo tipo è molto straordinario; e si compone di un doppio sistema di fasce nebulose e di righe nere”*.

Nel 1869 e nel 1872 aggiunge altre due classi

- Quarta classe: Stelle rosse con linee e bande del carbonio. *“Il quarto tipo è ancora più straordinario; queste poche stelle non sono necessariamente più fredde di quelle del terzo tipo, ma soltanto chimicamente diverse”*
- Quinta classe: Stelle con righe di emissione. *“Vi è un'accezione singolarissima, formata da una quinta classe di stelle di pochissimo numerose, che ci danno lo spettro diretto dell'idrogeno”*

## 2.2 Classificazione di Harvard

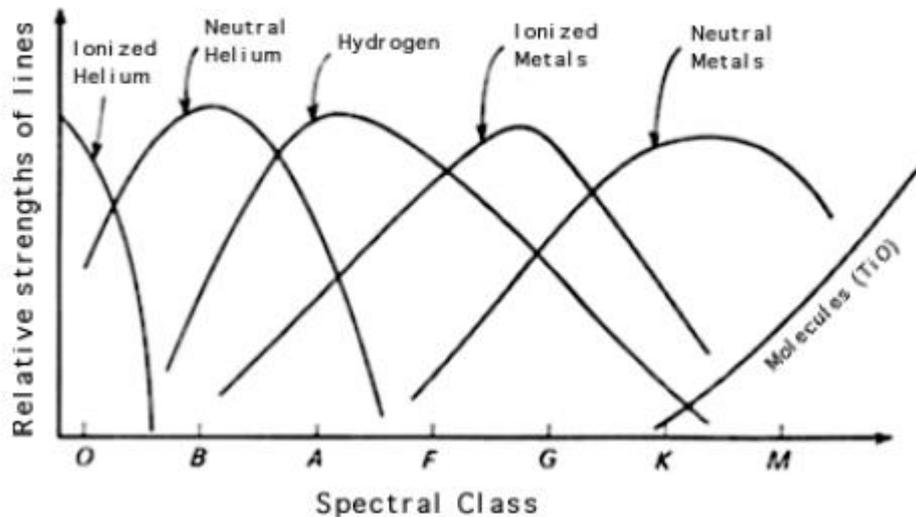
La classificazione di Harvard è in uso ancora oggi; prende il suo nome dall'osservatorio di Harvard, il luogo in cui furono analizzate oltre 600000 stelle. Nel 1872 Henry Draper iniziò il lavoro analizzando lo spettro di Vega e proseguì fino al 1882, l'anno del decesso; nello stesso anno, la moglie consegnò i risultati e la strumentazione e donò una somma in denaro all'Harvard College Observatory, affinché il lavoro potesse proseguire. Il lavoro fu portato avanti e un primo catalogo fu sviluppato principalmente da E. C. Pickering e da W. Fleming e venne pubblicato nel 1890 sotto il nome di *The Draper Catalogue Of Stellar Spectra*. Questa versione del catalogo si basava principalmente sulle linee dell'idrogeno. A.J. Cannon lo rivisitò e, modificando le classi, ne pubblicò una nuova versione nel 1901, basata sulla temperatura delle stelle. Questa nuova classificazione è fondamentale, in quanto è la temperatura la grandezza fisica chiave per gli spettri stellari.



**Figura 2.1:** Schema delle classi spettrali più importanti

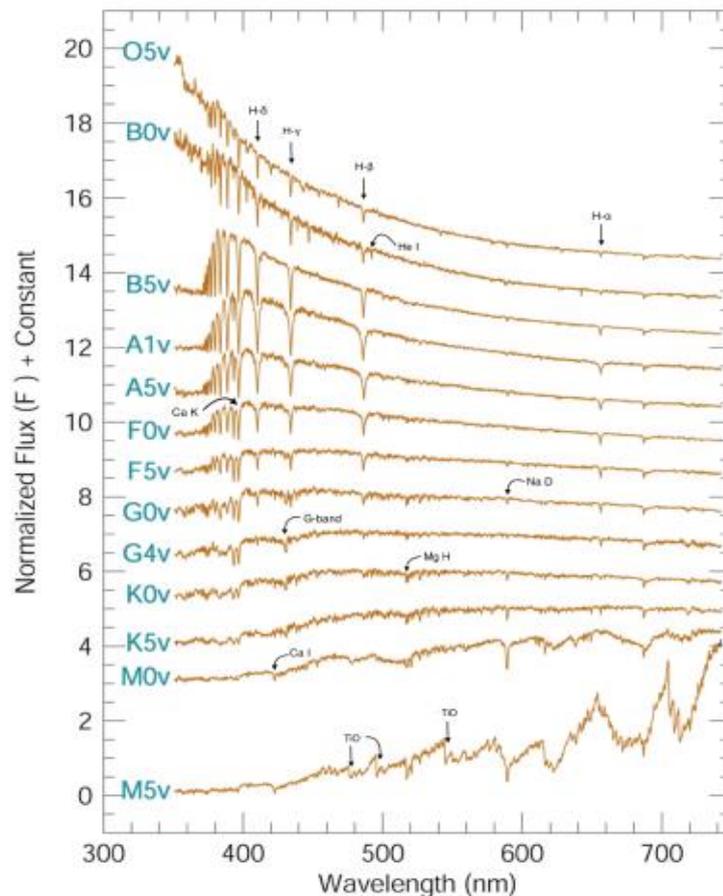
Le classi spettrali principali sono O, B, A, F, G, K, M.

La temperatura è crescente da destra verso sinistra (Figura 2.1) e ogni classe ha 10 sottoclassi numerate da 0 a 9, nelle quali la temperatura decresce al crescere del numero (talvolta si utilizzano i decimali). Ad ogni temperatura corrispondono determinate righe e intensità delle righe (Figura 2.2)



**Figura 2.2:** Intensità delle righe in funzione della classe spettrale

A temperature basse, sono intense le righe di metalli neutri e anche di qualche molecola; aumentando le temperature, compaiono le righe dei metalli ionizzati e dell'idrogeno; per le temperature più alte, rimangono le righe dell'elio neutro e delle specie ionizzate. La ionizzazione delle specie atomiche nelle atmosfere stellari a maggiore temperatura ha come effetto uno spettro con poche righe in assorbimento, viceversa le stelle a temperatura più bassa presentano uno spettro ricco di righe in assorbimento.



**Figura 2.3:** Il grafico mostra lo spettro di diverse classe spettrali. Si nota come per le stelle più calde (O,B) le righe di assorbimento siano meno intense che per le stelle di classe M

Prima di descrivere le classi spettrali è importante far notare che la temperatura delle stelle determina la forma del continuo e, quindi, anche il colore della stella: per una stella ad alta temperatura superficiale, la radiazione avrà un picco nella parte più blu dello spettro visibile e, in generale, più la stella è fredda, più appare rossa, fino ad avere il picco di emissione nell'infrarosso.

Le caratteristiche delle classi sono:

- Classe O:  
Le stelle di classe O hanno temperature molto elevate ( $T > 33000$  K), sono quindi di colore blu e presentano anche emissioni significative nell'ultravioletto. Come precedentemente accennato, presentano linee di atomi ionizzati, i principali sono: elio He II, ossigeno O III, silicio Si IV e carbonio C III. Sono osservabili anche le righe dell'elio neutro, ma, per via della ionizzazione, queste righe sono osservabili solo fino alla sottoclasse O5. Le righe dell'idrogeno sono presenti, ma non sono intense come per stelle di classi successive; questo è sempre dovuto alla ionizzazione.
- Classe B:  
Le stelle di classe B sono stelle di colori tra l'azzurro chiaro e il blu, le loro temperature variano da 10000 K a 33000 K. Le righe più importanti per questo gruppo di stelle sono quelle di alcuni ioni metallici (magnesio Mg II, silicio Si II e ossigeno O II), dell'elio neutro che presenta il massimo della sua intensità per la sottoclasse B2 e dell'idrogeno che sono, per via della temperatura inferiore, più intense rispetto a quelle delle stelle di classe O.
- Classe A:  
Le stelle di classe A sono stelle di color celeste e hanno temperature comprese tra i 7500 K e i 10000 K. Le stelle di classe A sono caratterizzate da intense righe dell'idrogeno H I; la massima intensità di queste righe si ha per le stelle delle sottoclassi A0 e A1. Le altre righe significative per le stelle di classe A sono quelle del ferro Fe II, del magnesio Mg II, del silicio Si II e del calcio Ca II.
- Classe F:  
Le stelle di classe F hanno temperature comprese tra 6000 K e 7500 K e sono di colore argento-celeste. Le righe dell'idrogeno si presentano ad intensità inferiori rispetto alle stelle di classe A, per effetto della minore eccitazione termica. Le righe principali sono quelle del ferro Fe II, del cromo Cr II, del titanio Ti II, del cromo Cr II e, sempre a causa della temperatura, compaiono le righe di metalli neutri come il ferro e il cromo.
- Classe G  
Le stelle di classe G sono di colore giallo, la loro temperatura è compresa tra 5200 K e 6000 K. Il sole appartiene a questa classe ed è classificato come G2. Le righe principali di questa classe sono quelle dei metalli, in particolare quelle del calcio Ca II, che presentano la massima intensità proprio nella sottoclasse G2. Le righe dell'idrogeno sono molto lievi, per le sottoclassi a temperatura inferiori si fanno sempre più lievi fino a scomparire nella classe K. Compare in questa classe la G-band, ovvero una banda dovuta alla presenza di molecole formate dal gruppo CH+metalli, visibile a 431 nm.

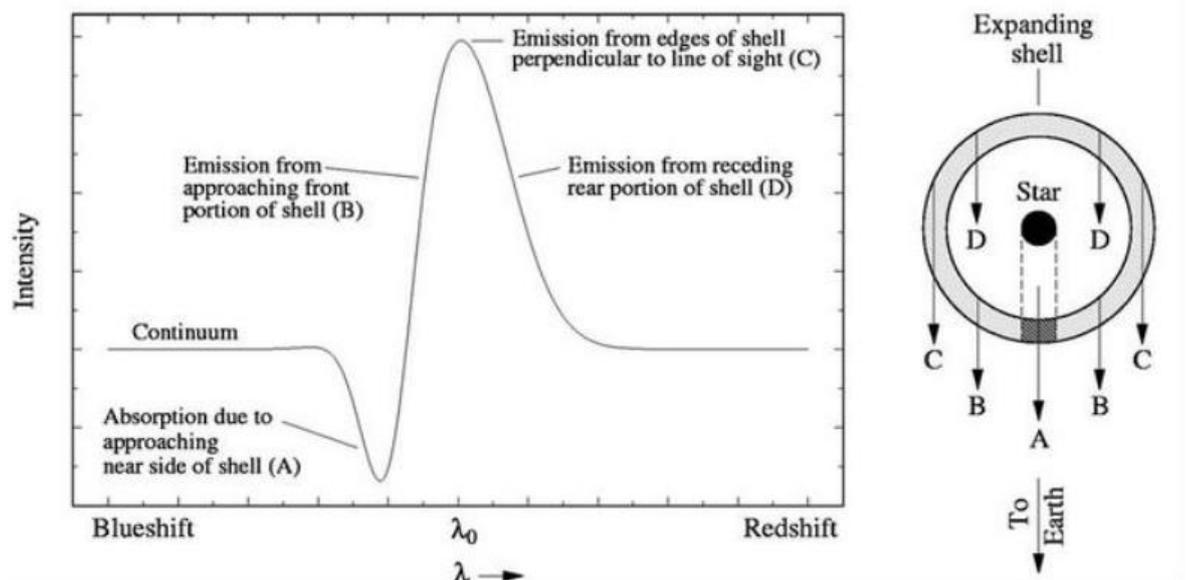
- Classe K  
Le stelle di classe K hanno temperatura compresa tra 3700 K e 5200 K, sono di colore arancione. Le righe dei metalli ionizzati sono sempre più deboli per effetto delle temperature, le righe principali sono quelle dei metalli neutri come il calcio Ca I, il magnesio Mg I, il silicio Si I e il ferro Fe I. È ben visibile la G-band e, per le sottoclassi più fredde, compaiono anche le righe dell'ossido di titanio TiO.
- Classe M  
Le stelle di classe M sono stelle di colore rosso e hanno temperature comprese tra i 2000 K e i 3700 K. Le righe dei metalli ionizzati e dell'idrogeno sono assenti, le righe più importanti sono quelle di metalli neutri e di molecole, le più rilevanti sono quelle del calcio Ca I e del TiO
- Classe L  
Le stelle di classe L hanno il massimo della loro emissione nell'infrarosso, le temperature sono comprese tra i 1200 K e i 2000 K. A questa classe appartengono delle stelle chiamate nane brune, sono stelle poco massicce, che non hanno una temperatura al nucleo sufficiente ad innescare la fusione dell'idrogeno, queste stelle bruciano deuterio e litio. Lo spettro è principalmente composto di righe di molecole e metalli neutri come sodio e potassio.
- Classe T  
Le stelle di classe T sono le più fredde, da 700 K a 1200K, e sono quelle con l'emissione più debole. Lo spettro presenta solo righe di molecole, la più importante è il metano CH<sub>4</sub>; tra le molecole è presente anche l'acqua.
- Classe C  
Le stelle di classe C, a differenza delle precedenti, si caratterizzano per la loro composizione chimica. Lo spettro presenta intense righe di molecole come C<sub>2</sub>, CH e CN. Il carbonio nelle atmosfere stellari di queste stelle è dovuto a processi legati alla evoluzione stellare; queste stelle sono in fase evolutiva avanzata.
- Classe S  
Le stelle di classe S sono stelle di colore rosso, con spettri simili alle giganti delle classi K5-M che presentano però righe di assorbimento anomale molto intense, tra cui l'ossido di zirconio ZrO<sub>2</sub>

Oltre a queste, esistono altre classi che indicano stelle con spettri particolari. Alcune di queste sono:

- Classi Q e P:  
Queste classi sono usate per indicare le novae (Q) e le nebulose planetarie (P)
- Classe W:  
Le stelle di questa classe sono chiamate stelle di Wolf-Rayet e presentano righe in emissione. Queste stelle sono molto massicce (oltre le 20  $M_{\odot}$ ) e hanno temperature molto elevate (oltre i 25000 K). Si suppone che queste stelle abbiano perso, in seguito

a forti venti solari, gli strati più esterni, lasciando esposti gli strati più interni. Le righe di emissione sono di idrogeno, elio, carbonio, azoto e ossigeno.

- Classe Be:  
Circa il 15% delle stelle OB presentano deboli righe di emissione dell'idrogeno queste stelle sono chiamate Be o "shell stars". L'emissione è prodotta da una shell di gas in rotazione.
- Classe P Cygni:  
Le stelle di questa classe sono stelle OB caratterizzate da righe di emissione con un assorbimento nel lato a minor lunghezza d'onda della riga, questo è causato da una shell di gas in espansione.



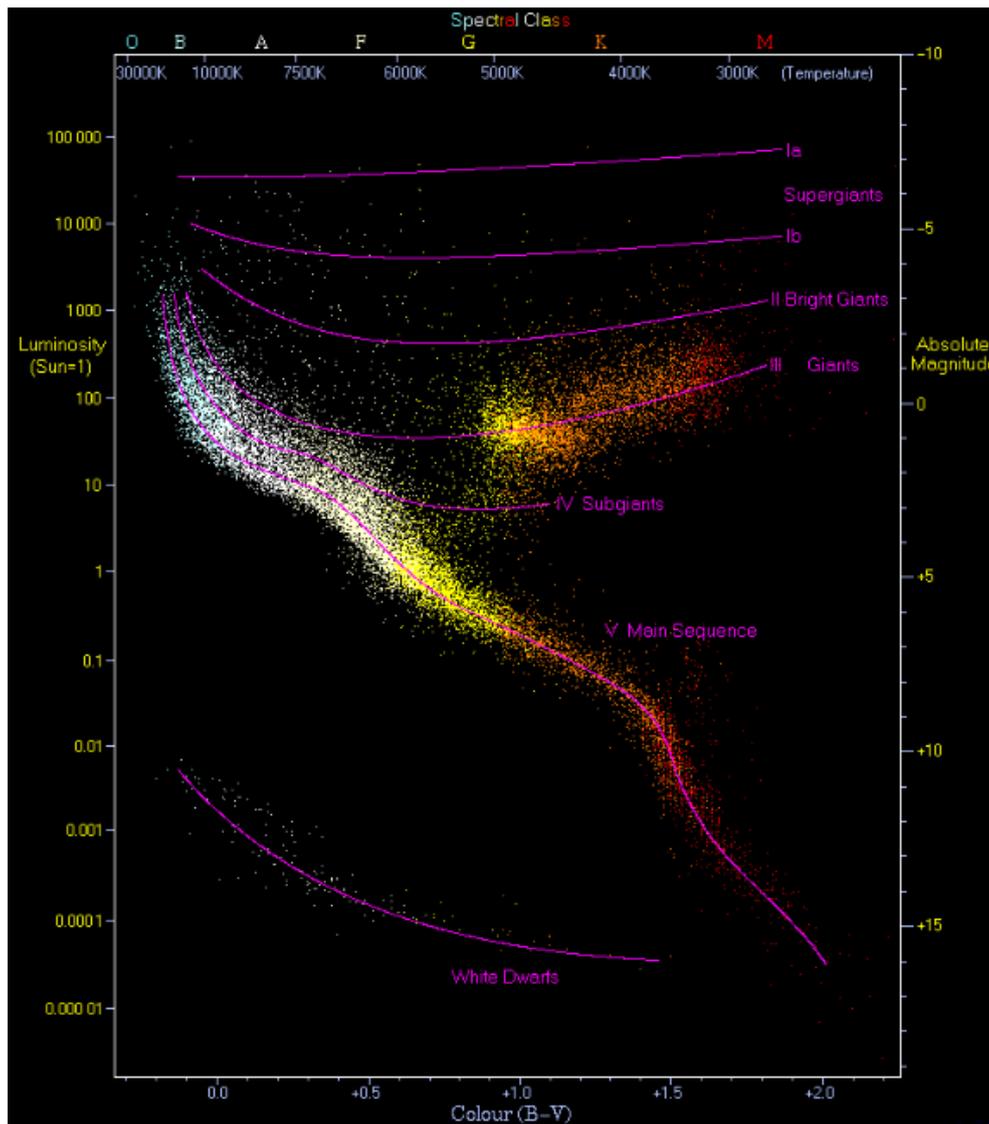
**Figura 2.4:** Regioni del gas in espansione che contribuiscono alle righe peculiari delle stelle di classe P Cygni.

## 2.3 Il diagramma HR

Il diagramma HR venne elaborato nel 1910 dagli astronomi Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russel, ed è un diagramma fondamentale nello studio delle stelle. Il grafico ha sulle ascisse la classe spettrale, la quale, è legata alla temperatura (o all'indice di colore), sulle ordinate ha la magnitudine assoluta (o la luminosità della stella). Dalla legge di Stefan-Boltzmann (2.1) si può ricavare per le stelle la relazione (2.2) che lega la luminosità e la temperatura superficiale al raggio della stella

$$F = \sigma \cdot T^4 \quad (2.1)$$

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (2.2)$$



**Figura 2.5:** Diagramma HR

Dopo una prima analisi, è facile notare come la maggior parte delle stelle si collochino, nel diagramma, in una determinata regione detta sequenza principale (o main sequence). Nei primi anni del Novecento non si conoscevano le fasi di evoluzione stellare, non era quindi scontata una corretta interpretazione della sequenza principale. Ad oggi, è noto che le stelle, nel corso della loro vita, attraversano più fasi, durante le quali le loro caratteristiche fisiche cambiano. La sequenza principale è la regione dove le stelle che stanno bruciando idrogeno (la fase più lunga) si vanno a posizionare. La main sequence, tuttavia, non è l'unica regione popolata all'interno del diagramma: le stelle si posizionano nel grafico a seconda della loro fase evolutiva e della loro massa. La massa gioca un ruolo fondamentale sia per le caratteristiche fisiche della stella nella sequenza principale, sia nell'evoluzione stellare: la massa determina il tempo di vita e il percorso di una stella all'interno del diagramma. In particolare, le stelle più massicce sono destinate a vivere meno a lungo e a raggiungere in main sequence le luminosità più alte, come mostrato dalla relazione (2.3)

$$\frac{L}{L_{\odot}} \propto \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^{\alpha} \quad \text{con } \alpha \approx 3.5 \quad (2.3)$$

Per caratterizzare le stelle non è sufficiente utilizzare una classificazione che si basi solo sulla temperatura, ma è necessario fare anche riferimento alla loro luminosità.

## 2.4 Classificazione di Yerkes

Come visto dal diagramma HR, la sola temperatura non consente una completa determinazione delle caratteristiche di una stella, (stelle con la stessa temperatura potrebbero avere dimensioni e luminosità molto diverse). La classificazione di Yerkes introduce un numero romano legato alla luminosità, le classi così individuate vengono chiamate classi di luminosità. Queste derivano direttamente dall'analisi dello spettro, in quanto le caratteristiche fisiche delle stelle hanno effetti sull'allargamento collisionale delle righe: una stella che esce dalla sequenza principale e diventa una gigante rossa aumenta il raggio ma mantiene la stessa massa, l'accelerazione di gravità e la densità diminuiscono.

$$g = \frac{GM}{R^2}, \rho = \frac{M}{\frac{4}{3}\pi R^3} \quad (2.4) \quad (2.5)$$

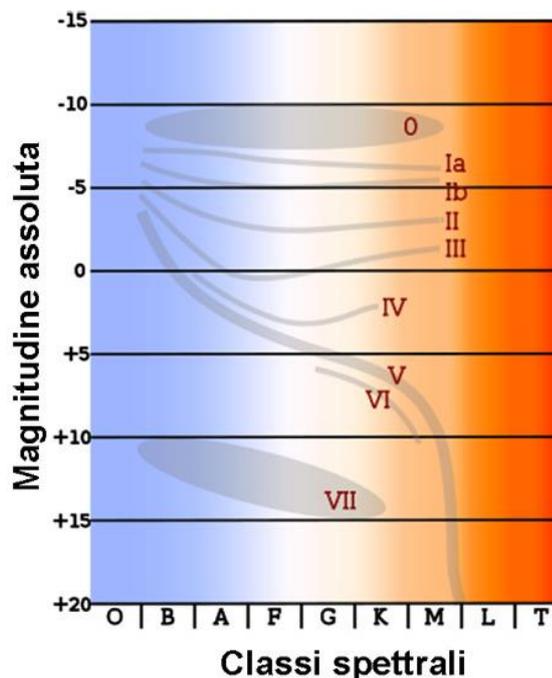
Ad una maggiore densità corrisponde un maggior allargamento collisionale, quindi, stelle in sequenza principale hanno righe più larghe delle corrispettive giganti.

Le classi di luminosità principali sono:

- Ia. Supergiganti molto luminose
- Ib. Supergiganti meno luminose
- II. Giganti brillanti
- III. Giganti
- IV. Subgiganti
- V. Nane

Le nane sono le stelle in sequenza principale. Le altre classi di luminosità sono

- 0. Ipergiganti
- VI. Subnane
- VII. Nane bianche



**Figura 2.6:** Diagramma HR con evidenziate le classi di luminosità

Ogni stella, pertanto, tenendo conto di entrambe le classificazioni, ha due termini che la descrivono: il primo legato alla temperatura e il secondo alla luminosità; il sole, ad esempio, è una stella G2 V.

Una volta compresi i meccanismi e i fattori determinanti per una completa interpretazione di uno spettro stellare, è possibile, analizzando lo spettro e facendo uso delle classificazioni, risalire alle caratteristiche chimiche di una stella e alle sue principali grandezze fisiche: luminosità, temperatura, raggio e massa.

Il diagramma HR e le classificazioni spettrali rappresentano anche oggi la base fondamentale per lo studio delle stelle, consentono di caratterizzarne il presente, il passato e il futuro.

# Bibliografia

1. H. Karttunen, P. Kroger, H. Oja, M. Poutanen, K. J. Donner. *Fundamental Astronomy*. Springer, Sixth Edition, 2017.
2. F. R. Ferraro. Appunti del corso di *Astrofisica Stellare*. 2020.
3. A. Cimatti. Appunti del corso di *Astronomia*. 2019.
4. D. Dallacasa. Appunti del corso di *Processi di Radiazione e Mhd*. 2020.
5. C. Jaschek, M. Jaschek. *The classification of stars*. Cambridge University Press. 2001.
6. URL [www.labella.altervista.org](http://www.labella.altervista.org)
7. URL [www.wikipedia.com](http://www.wikipedia.com)