

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

Scuola di Scienze
Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

CLASSIFICAZIONE SPETTRALE DELLE STELLE

Tesi di Laurea

Relatore:
Chiar.mo Prof.
Daniele Dallacasa

Presentata da:
Capriotti Giuseppe

Sessione I
Anno Accademico 2017-2018

Contents

1	Capitolo 1	1
1.1	Stella	1
1.2	Corpo Nero	2
2	Capitolo 2	3
2.1	Spettro	3
2.2	Righe Spettrali	3
2.3	Equazione di Boltzmann	6
2.4	Equazione di Saha	6
3	Classificazioni	7
3.1	Classificazione di Harvard	7
3.1.1	La classificazione	8
3.2	Diagramma H-R	11
3.3	Classificazione di Yerkes	12
4	Stelle di Wolf-Rayet	13

Abstract

Tutte le nostre informazioni riguardo le proprietà fisiche delle stelle derivano più o meno direttamente dallo studio dei loro spettri, in particolare attraverso lo studio della variazione delle linee di assorbimento, della massa, della temperatura e della composizione. Dopo una rapida definizione di stella e di corpo nero, in cui vengono presentate le loro proprietà fondamentali, si passa alla descrizione delle classificazioni di Harvard, che indaga solo aspetti riguardanti la temperatura, delle classificazioni di Yerkes fatte sulla base del loro spettro e dello studio del diagramma di Hertzsprung-Russel che mette in relazione la temperatura effettiva (riportata in ascissa) e la luminosità (riportata in ordinata) delle stelle. Poi, si giunge allo studio degli spettri stellari ed in particolare all'analisi e al comportamento delle righe di assorbimento che li caratterizzano. Vengono quindi citate le importanti equazioni di Boltzmann e Saha. Concentreremo infine l'attenzione su un peculiare caso astrofisico, le stelle di Wolf-Rayet (spesso abbreviate in stelle WR), ovvero stelle estremamente calde e massicce caratterizzate da venti stellari molto forti che causano una perdita di massa a ritmi elevati.

Contents

1 Capitolo 1

1.1 Stella

Una stella è un corpo celeste che brilla di luce propria. Il termine indica uno sferoide luminoso di gas autogravitante costituito da elementi chimici allo stato gassoso e plasmatico distribuiti in strati concentrici e che genera energia nel proprio nucleo attraverso processi di fusione nucleare. Tale energia è irradiata nello spazio sotto forma di radiazione elettromagnetica, flusso di particelle elementari e neutrini. Ogni strato della stella è bilanciato all'equilibrio dalla forza di gravità, che tende a far collassare l'intera struttura, e dalla pressione del gas, che genera una forza contrapposta a quella gravitazionale e che tende a farlo espandere verso l'esterno. Le stelle sono oggetti dotati di una massa considerevole, compresa da 0.08 e 150-200 masse solari (m_{\odot}) e si presentano, oltre che singolarmente, anche in sistemi costituiti da due (stelle binarie) o più componenti (sistemi multipli) o si possono trovare anche in associazioni o ammassi stellari. Gli elementi principali che costituiscono una stella sono idrogeno ed elio, calcolate per frazioni relative all'abbondanza degli elementi stessi: ad esempio nel nostro Sole le attuali frazioni relative sono $X=0.70$, $Y=0.28$, $Z=0.02$, rispettivamente di idrogeno, elio e metalli (per "metalli" si intendono tutti gli elementi chimici della tavola periodica fatta ad eccezione di idrogeno e elio). L'evoluzione di una stella è completamente determinata dalla sua massa iniziale, in quanto ad essa sono direttamente collegati i tempi caratteristici (di collasso dinamico o di durata delle reazioni termonucleari), le sue dimensioni, la temperatura dei diversi strati interni, la luminosità ed il tasso istantaneo di bruciamento del combustibile. Tuttavia, a causa dei tempi evoluti molto lunghi (milioni o miliardi di anni), è impossibile per un essere umano seguire l'intero ciclo vitale di un astro: a questo proposito viene osservata una popolazione stellare che contiene

stelle in diverse fasi della loro vita e si costruiscono modelli fisico-matematici che permettano di riprodurre in via teorica le proprietà osservate.

1.2 Corpo Nero

Un corpo nero ideale è definito come una cavità vuota e isolata riempita solo da radiazione. In altre parole possiamo ammettere che l'intera struttura è in equilibrio termico descritto da:

$$\mu(\lambda) = \epsilon(\lambda) = 1 \quad (1)$$

dove $\mu(\lambda)$ rappresenta l'assorbimento spettrale mentre $\epsilon(\lambda)$ l'emissività spettrale. Il comportamento dell'intensità di radiazione emessa da un corpo nero ad una certa lunghezza d'onda λ dipende solamente dalla temperatura T ed è descritto dalla legge di Planck:

$$B(\lambda, T) = 2 \frac{hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp^{-\frac{hc}{\lambda kT}} - 1} \quad [erg \cdot cm^{-3} \cdot s^{-1} \cdot sr^{-1}] \quad (2)$$

dove c , h e k sono rispettivamente la velocità della luce e le costanti di Planck e di Boltzmann ¹.

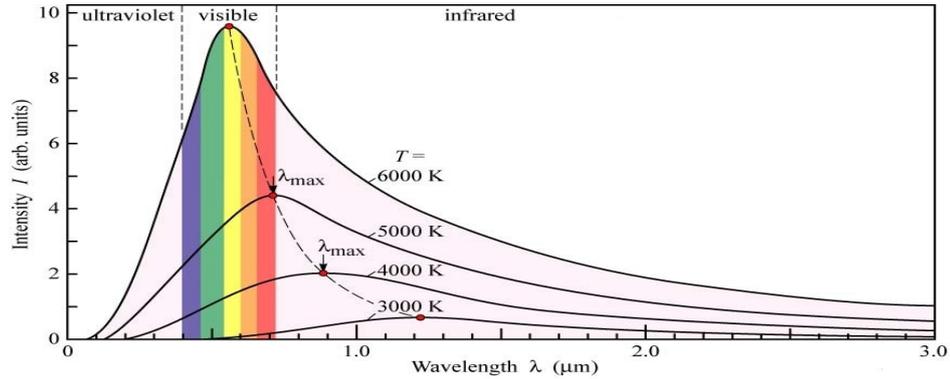


Figure 1: Come si può notare dal grafico, le funzioni di Planck non intersecano mai. L'unico punto distintivo è la T .

L'intensità totale della radiazione su tutte le λ è fornita dall'integrazione della legge di Planck:

$$B(T) = AT^4 \quad [erg \cdot cm^{-3} \cdot s^{-1} \cdot sr^{-1}] \quad (3)$$

dove $A = \frac{2k^4 \pi^4}{c^2 h^3 15}$.

Risalendo alla densità di flusso per radiazione isotropica di intensità $B(T)$ otteniamo la nota legge di Stefan-Boltzmann:

$$F(T) = \pi B(T) = \sigma T^4 \quad [erg \cdot cm^{-2} \cdot s^{-1}] \quad (4)$$

¹ $c = 299792458 \frac{m}{s}$; $h = 6,62610^{-34} J \cdot s$; $k = 1,38010^{-23} J \cdot K^{-1}$

dove σ è la costante di Stefan-Boltzmann, pari a $\sigma = 5,6710^{-5} \text{erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{K}^{-4}$. Da quest'ultima si ricava la relazione fra luminosità e temperatura per un corpo nero sferico di raggio R:

$$L(T) = 4\pi\sigma R^2 T^4 \text{ [erg} \cdot \text{s}^{-1}] \quad (5)$$

Vedremo poi il suo utilizzo per la creazione e descrizione del diagramma H-R. Ultima, ma non meno importante, la legge di Wien, detta anche legge dello spostamento, che consente di individuare per quale lunghezza d'onda λ_{max} è massima l'emissione radiativa di un corpo nero ad una certa temperatura T:

$$\lambda_{max} T = 0,29 \text{ [cm} \cdot \text{K}] \quad (6)$$

2 Capitolo 2

2.1 Spettro

Lo spettro è un'entità fisica che possiamo pensare come un insieme di onde elettromagnetiche di diverse componenti cromatiche che sono state ricavate tramite separazione della luce originaria attraverso il metodo della diffrazione. La luce proveniente dalle stelle viene separata in tutte le sue componenti fondamentali e successivamente analizzata. Appare ovvio che uno spettro stellare tendente al bianco-azzurro ci comunicherà un certo messaggio, invece uno tendente al giallo-rosso ce ne comunicherà un altro. La gran parte degli atomi esistenti in natura possono emettere luce quando si trovano in particolari stati energetici ed inoltre ciascuno di essi può emettere o assorbire particolari frequenze elettromagnetiche che contraddistinguono ogni singolo atomo dagli altri. In virtù di questa relazione l'analisi della luce proveniente da un qualsiasi corpo ci fornisce informazioni ben precise sulla composizione dell'oggetto. Lo studio degli spettri e di tutte le caratteristiche che li differenziano prende il nome di spettroscopia. Come già detto nel capitolo precedente, le stelle sono sorgenti di radiazione luminosa approssimabili a corpi neri nonostante non si possano definire tali nella loro struttura complessiva ma solo come un loro insieme. Corpo nero è ogni strato in cui la stella si può suddividere che sia caratterizzato da una determinata temperatura. Si parlerà quindi non più di una temperatura generica, ma di temperatura effettiva superficiale T_{eff} , definita come la temperatura che un corpo nero irradia con la medesima densità di flusso. Tutti gli spettri di stelle osservati mostrano linee di assorbimento, ovvero la frazione di radiazione assorbita in un certo intervallo di frequenze. Elementi presenti in atmosfere stellari o in particolari fasi del mezzo interstellare possono assorbire la radiazione. Nel caso del mezzo interstellare, questo causerebbe una modifica dello spettro stellare; al contrario, lo studio delle bande di assorbimento dovuto alle atmosfere stellari è il principale strumento per risalire agli elementi che le popolano.

2.2 Righe Spettrali

La forma e la profondità delle righe spettrali contiene una varietà di informazioni sulle condizioni fisiche del gas nella regione in cui la riga è formata. La quantità che serve calcolare è l'intensità delle righe spettrali, data dal rapporto $\frac{F_{\lambda}}{F_c}$ al variare di λ , e che esprime l'intensità della riga rispetto al continuo. La



Figure 2: Spettro di Vega, Alpha Lyrae, una delle stelle standard di tipo A0V. Le profonde righe visibili sono quelle della Serie di Balmer dell'Idrogeno, oltre a quelle dell'Ossigeno atmosferico e dell'Acqua di origine tellurica (nel rosso, sulla destra).

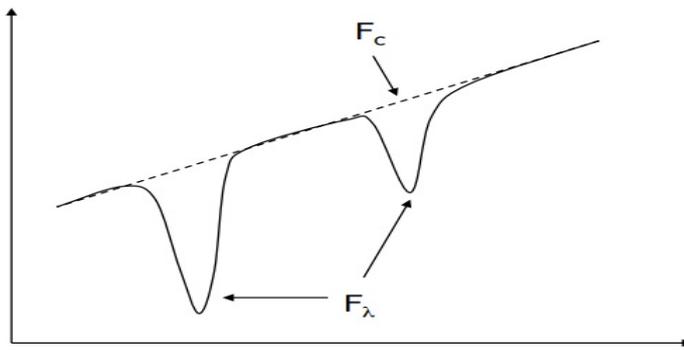


Figure 3: Righe di assorbimento rispetto all'emissione del continuo

differenza $\frac{1-F_{\lambda}}{F_c}$ è denominata profondità della riga. L'allargamento W della riga è definito come la larghezza (in Å)² di un rettangolo di altezza unitaria con area uguale a quella sottratta dalla riga spettrale rispetto al continuo:

$$W = \int \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda [cm] \quad (7)$$

In corrispondenza della lunghezza d'onda $\lambda = \lambda_0$ c'è la parte centrale della riga (core), originata in regioni dell'atmosfera dove il gas è più freddo rispetto alla regione in cui si è originato il continuo. Le regioni adiacenti vengono chiamate wings (ali). Ci sono tre processi principali che contribuiscono all'allargamento delle righe. Il primo è l'allargamento intrinseco, dovuto alla restrizione data dal principio di indeterminazione di Heisenberg

$$(\Delta E)(\Delta t) = \hbar \quad (8)$$

² $\text{Å} = 10^{-10}m$

dell'ordine di circa 10^{-4}\AA , trascurabile nella maggior parte dei casi. Il secondo è l'allargamento doppler dovuto al moto degli atomi all'interno del gas. Essendo l'ordine di grandezza di circa 0.2\AA , questo risulta essere estremamente incidente sull'aspetto della riga. Il suo contributo decresce in modo esponenziale allontanandosi dal core. Oltre al moto degli atomi, ad incrementare l'effetto doppler possono intervenire altri contributi aggiuntivi, come il moto turbolento, importante solo nei profili di righe di giganti e supergiganti. Il terzo è l'allargamento collisionale, che possiamo descrivere come una perturbazione degli orbitali di un atomo causate, appunto, dalle collisioni con altri atomi o ioni. L'entità dell'effetto dipende dal tempo medio di collisione tra atomi e/o ioni. L'ordine di grandezza risulta essere ancora una volta trascurabile, essendo pari a quello dell'allargamento intrinseco. La somma del profilo doppler e del profilo di smorzamento fornisce il profilo di Voigt, mentre la somma dell'allargamento intrinseco e di quello collisionale forniscono il "damping profile". La statistica che fornisce le popolazioni di atomi nei vari livelli energetici o in un determinato stato di ionizzazione si basa su due equazioni: l'equazione di Boltzmann e l'equazione di Saha. Entrambe hanno alla base la distribuzione di velocità di Maxwell-Boltzmann

$$n_v dv = n \left(\frac{m}{2\pi kT} \right)^{\frac{3}{2}} e^{-\frac{mv^2}{2kT}} 4\pi v^2 dv \quad (9)$$

che fornisce il numero di particelle di un gas all'equilibrio termico aventi velocità compresa tra v e $+dv$ alla temperatura T . La descrizione del fenomeno non è ancora completa poichè vi è un'ulteriore dipendenza collegata alla determinazione delle abbondanze di elementi chimici. Siano N il numero di atomi di un certo elemento nell'atmosfera, posti al di sopra di un'unità di superficie considerata della stella. La frazione di N atomi in grado di fare una certa transizione elettronica è data da N_a (numero di atomi "assorbenti"). Poichè non tutte le transizioni atomiche che partono da uno stesso livello energetico sono equiprobabili, si parametrizza con f (forza dell'oscillatore) la probabilità ad esse associata, cosicchè moltiplicando fN_a otteniamo il numero di atomi nella fotosfera, per cm^2 , che sono attivamente coinvolti. Come si può notare dalla figura

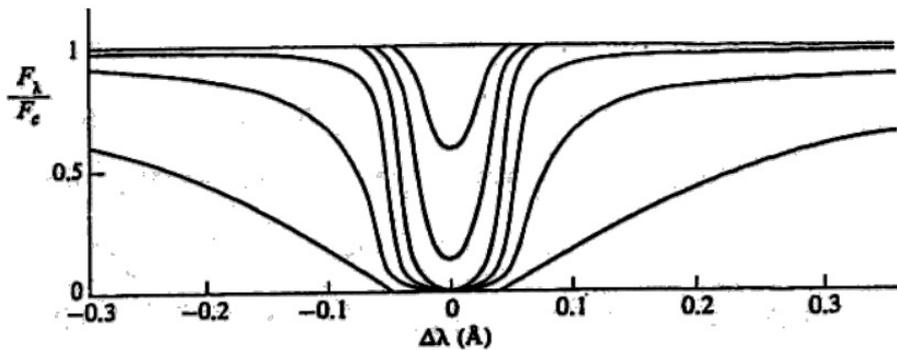


Figure 4: Saturazione e crescita della riga

4, all'aumentare di N_a il profilo della riga si deforma e W aumenta. Man mano che il numero di atomi assorbenti cresce il nucleo del profilo della riga diventa

sempre più profondo fino a diventare completamente opaco. Il confronto tra la curva teorica per un certo elemento a determinate condizioni di pressione e temperatura e la curva ottenuta dalle osservazioni fisiche fornisce l'effettiva abbondanza dell'elemento. N_a si ricava dal valore del logaritmo di $\frac{N_a f \lambda}{\lambda_0}$ ed andrà a fornire valori utili al posizionamento della stella all'interno della classificazione spettrale.

2.3 Equazione di Boltzmann

Per analizzare le differenze osservate tra i vari spettri di stelle con differenti temperature bisogna studiare l'influenza della temperatura sul "popolamento" dei diversi livelli energetici: ovvero quali livelli energetici saranno occupati dagli elettroni di un dato atomo ad una certa temperatura. L'equazione di Boltzmann permette di stimare la percentuale di atomi che si trovano in un dato livello di eccitazione. Siano N_a , N_b ed E_a , E_b gli atomi nei rispettivi livelli energetici a, b e le loro energie. Possiamo allora scrivere l'equazione:

$$\frac{P(s_b)}{P(s_a)} = \frac{e^{-\frac{E_b}{kT}}}{e^{-\frac{E_a}{kT}}} \quad (10)$$

ove T è la temperatura espressa in [K] comune ai due stati ed il termine $\frac{e^{-\frac{E_b}{kT}}}{e^{-\frac{E_a}{kT}}}$ è chiamato fattore di Boltzmann. Tenendo presente il numero di livelli energetici degeneri, cioè con la medesima energia, potremo riscrivere l'equazione moltiplicandola per i pesi statistici dei livelli di eccitazione presi in considerazione, in questo caso $\frac{g_a}{g_b}$:

$$\frac{P(s_b)}{P(s_a)} = \frac{g_b e^{-\frac{E_b}{kT}}}{g_a e^{-\frac{E_a}{kT}}} \quad (11)$$

ed ottenere l'equazione di Boltzmann.

2.4 Equazione di Saha

Siano n_i , n_0 e n_e rispettivamente il numero di ioni, il numero di atomi neutri ed il numero di elettroni liberi. Possiamo dunque scrivere che

$$f(T) \propto n_e \frac{n_i}{n_0} \quad (12)$$

Definiamo χ_i come il potenziale di ionizzazione per portare un elettrone da uno stato di ionizzazione i ad uno i+1. Possiamo impostare l'equazione

$$\frac{N_{0,1}(v)}{N_{0,0}} = \frac{g}{g_{0,0}} e^{-|\frac{\chi_i + \frac{mv^2}{2}}{kT}|} \quad (13)$$

ove il rapporto a sinistra dell'equazione esprime il numero di ioni nel livello fondamentale "0" con la produzione di un elettrone nell'intervallo di velocità v, v+dv, ed il termine in valore assoluto rappresenta l'energia necessaria per produrre la ionizzazione sempre con la velocità compresa tra v, v+dv. Salteremo alcuni passaggi per arrivare direttamente alla formula finale dell'equazione di

Saha:

$$N_e \frac{N_{j+1}}{N_j} = \left(\frac{2\pi k T m}{h^2} \right)^{3/2} 2 \frac{U_{j+1}(T)}{U_j(T)} 2e^{-\frac{\chi_j}{kT}} \quad (14)$$

descritta per mezzo della funzione di partizione

$$U_j(T) = \sum_i g_i e^{-\frac{\chi_i}{kT}} \quad (15)$$

con g_i peso statistico dell'elettrone nei vari iesimi stati. Al posto di usare N_e può risultare utile utilizzare la pressione degli elettroni P_e ³, ed in questo modo la formula diventa:

$$\frac{N_{j+1}}{N_j} = \left(\frac{2\pi m}{h^2} \right)^{3/2} 2k^{5/2} T^{5/2} \frac{1}{P_e} \frac{U_{j+1}(T)}{U_j(T)} 10^{-\theta(T)} \chi_i \quad (16)$$

3 Classificazioni

3.1 Classificazione di Harvard

Il lavoro fu iniziato da Henry Draper che nel 1872 prese la prima fotografia dello spettro di Vega. Dopo il suo decesso sua moglie consegnò la strumentazione del marito, insieme ad una donazione monetaria, all'Harvard College Observatory affinché proseguissero il suo lavoro. Il catalogo di Henry Draper fu successivamente pubblicato nel 1918-1924, contenente 225000 stelle che si estendono fino a 9 magnitudini. Altre 390000 stelle furono classificate ad Harvard. La classificazione di Harvard si basa su linee che sono principalmente sensibili alla temperatura stellare piuttosto che sulla luminosità. Ricordiamo tra le righe più importanti quella di Balmer dell'idrogeno, le linee dell'elio neutro, il doppio H e K di calcio ionizzato a 396.8nm e 393.3nm e la banda G dovuta dalla molecola di CH. La maggior parte delle stelle è classificata usando le lettere O, B, A, F, G, K, e M (in lingua inglese è stata conosciuta una frase per ricordarsi facilmente questa scala: "Oh Be A Fine Girl, Kiss Me"). Notazioni addizionali sono per le novae con la lettera Q, P per le nebulose planetarie e W per le stelle di Wolf-Rayet, delle quali approfondiremo brevemente. Le classi C e S rappresentano rami paralleli alle classi di tipo G-M, differendo per nella loro composizione chimica superficiale. L'aggiunta più recente sono le classi spettrali L e T che continuano la sequenza oltre M, che rappresentano le nane brune.

Ogni classe spettrale è divisa in sottoclassi, denotate da numeri che vanno dallo 0 al 9; talvolta vengono usati anche i decimali.

³ $P_e = N_e k T$

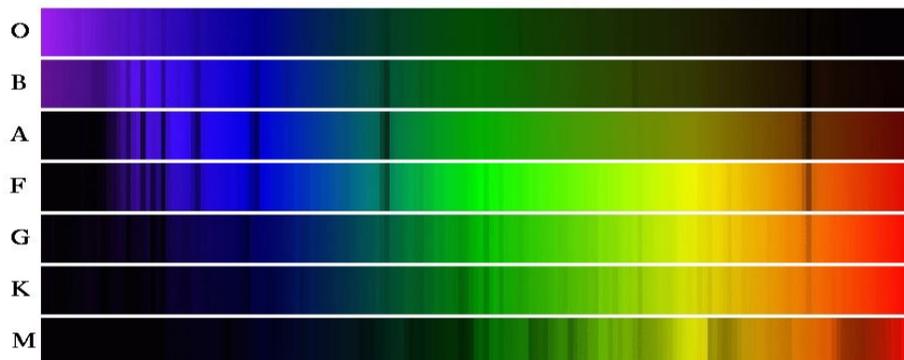


Figure 5: Oh Be A Fine Girl Kiss Me

3.1.1 La classificazione

Lo schema finale è il seguente:

$$\begin{array}{c}
 \text{C} \\
 \text{O} - \text{B} - \text{A} - \text{F} - \text{G} - \text{K} - \text{M} - \text{L} - \text{T} \\
 \text{S}
 \end{array}$$

Le principali caratteristiche delle diverse classi sono:

- **O**: le stelle di questa classe sono molto calde (> 33000 K) e luminose. Appaiono ai nostri occhi di colore blu molto intenso e scuro ed emettono molta radiazione nell'ultravioletto⁴. Sono stelle molto rare: basti pensare che solo una su 3 milioni di stelle di sequenza principale è di classe O. A causa della loro grande massa ($> 16 m_{\odot}$) e dei loro nuclei molto caldi, bruciano velocemente il loro combustibile di conseguenza sono anche quelli che rimangono per meno tempo nella sequenza principale. I loro dintorni sono molto complessi e di conseguenza lo saranno anche i loro spettri. Presentano linee dominanti dello ione dell'elio He II, sia in emissione che in assorbimento, nonché degli ioni Si IV, O III, N III e C III. Le linee della serie di Balmer⁵ sono presenti ma deboli. A temperature superiori ai 30000 K l'idrogeno risulta completamente ionizzato, spiegando perché le sue linee sono molto deboli in questo tipo di stelle. A differenza dell'idrogeno, l'elio ionizza a temperature molto più alte e quindi si presenterà in forma neutra.

⁴La banda dell'ultravioletto (uv) ha una lunghezza d'onda tra i 400nm e 10nm circa.

⁵La serie di Balmer è una sequenza di righe che descrivono le righe spettrali dello spettro dell'atomo di idrogeno. Ricordiamo la riga H^{α} a 6562.8 Å e la riga H^{β} a 4861.3 Å.

O5V



Figure 6: Spettro stella di classe O5V

- **B:** le stelle di classe B appaiono di colore azzurro chiaro fino ad arrivare al blu intenso e sono molto massicce ($2.1 m_{\odot}$ - $16 m_{\odot}$) e luminose. Circa una stella ogni 800 di sequenza principale appartiene a questa classe. Nei loro spettri si possono studiare sia le linee dell'elio neutro che quelle dell'idrogeno, nonostante queste ultime siano in misura minore rispetto a quelle presenti nelle stelle di classe O. Gli ioni metallici predominanti sono Mg II e Si II. Le temperature superficiali variano tra i 10000 K e i 33000 K, non risultando abbastanza elevate per ionizzare l'elio.

B1V



Figure 7: Spettro stella di classe B1V

- **A:** con una temperatura superficiale che varia fra 7500 K e 10000 K, quando si trovano nella sequenza principale queste stelle hanno masse comprese fra $1.4 m_{\odot}$ e $2.1 m_{\odot}$. Sono le stelle più comuni e fra quelle più visibili ad occhio nudo che compaiono nel cielo notturno. Nei loro spettri è marcata la presenza delle linee dell'idrogeno nonché linee dei metalli ionizzati Fe II, Mg II e Si II.

A1V



Figure 8: Spettro stella di classe A1V

- **F:** le stelle di classe F hanno temperature superficiali comprese fra 6000 K e 7500 K e masse comprese fra $1.04 m_{\odot}$ e $1.5 m_{\odot}$ fintanto che sono nella sequenza principale. Appaiono di colore argenteo-celeste. Linee dell'idrogeno più deboli rispetto a quelle di classe A appaiono nei loro spettri, esattamente come le linee dei metalli neutri, come Fe I e Cr I.

F3V



Figure 9: Spettro stella di classe F3V

- **G**: il Sole appartiene a questa classe e proprio per questo le stelle di classe G sono anche quelle più conosciute. Circa un tredicesimo delle stelle in sequenza principali appartengono a questa classe: hanno temperature superficiali di 6000 K - 5200 K ed il colore varia dal bianco freddo al giallo chiaro. La massa è compresa fra $1.04 m_{\odot}$ e $0.8 m_{\odot}$. In questo caso le linee dell'idrogeno sono molto deboli e si notano anche linee di metalli sia ionizzati che neutri.

G2V



Figure 10: Spettro stella di classe G2V

- **K**: le stelle di classe K, anche conosciute come nane ⁶ arancioni, sono di un colore giallo dovuto alla loro temperatura superficiale di 3700 K - 5200 K. In sequenza principale le loro masse sono comprese fra $0.45 m_{\odot}$ e $0.8 m_{\odot}$. Spettri di queste stelle hanno linee dell'idrogeno molto deboli o addirittura assenti in quanto la temperatura non è più abbastanza elevata da poter eccitare questo elemento in modo significativo. Le linee dei metalli neutri sono più in evidenza, come Mn I e Fe I, a discapito delle linee dei metalli ionizzati che tendono a farsi più rare. Le stelle di tipo K sono abbastanza comuni: circa un ottavo delle stelle di sequenza principale appartengono a questa classe.

K2V



Figure 11: Spettro stella di classe K2V

- **M**: di colore rosso verso l'arancione, le stelle di classe M sono le più comuni: tre quarti delle stelle di sequenza principale appartengono a questa classe. Hanno temperature superficiali di 2000 K - 3700 K e se in sequenza

⁶Una stella nana è una stella che fonde l'idrogeno in elio nel proprio nucleo ma che ha una massa inferiore rispetto alla media.

principale hanno masse comprese fra $0.08 m_{\odot}$ e $0.45 m_{\odot}$. L'assenza delle linee di idrogeno e la debolezza o assenza delle linee appartenenti a metalli ionizzati caratterizza lo spettro di queste stelle: sono invece presenti linee di metalli neutri e di molecole.



Figure 12: Spettro stella di classe M0V

- **L:** gli oggetti di tipo L sono o stelle che, pure avendo una piccola massa sono sufficientemente massicce per fondere l'idrogeno nei loro nuclei, oppure nane brune, ossia un particolare corpo celeste che possiede massa più grande di un pianeta ma minore di $0.08 m_{\odot}$, ovvero la massa minima perché abbiano inizio le reazioni di fusione nucleare di una stella. Hanno temperature superficiali comprese fra 1200 K e 2000 K ed emettono la maggior parte della loro radiazione nell'infrarosso. Nei loro spettri sono dominanti le molecole e i metalli neutri, in particolari gli idrocarburi e i metalli alcalini.
- **T:** in questa classe sono presenti le nane brune con temperature superficiali comprese fra 700 K e 1300 K e che emettono principalmente nell'infrarosso. Il loro spettro è dominato dalle linee del metano. Secondo alcune ipotesi attuali, gli oggetti di classe T ed L dovrebbero essere i più comuni e numerosi nell'universo.
- **C:** conosciute con il nome di "stelle al carbonio", queste sono stelle giganti vicine alla fine della loro esistenza che presentano un eccesso di carbonio nelle loro atmosfere.
- **S:** stelle affini alle normali giganti di classe K5-M che si differenziano per la presenza delle righe dell'ossido di zirconio (ZrO_2).

3.2 Diagramma H-R

Intorno al 1920, Ejnar Hertzsprung ⁷ e Henry Norris Russel ⁸ studiarono la relazione tra le magnitudini assolute ed i tipi spettrali di stelle. Il diagramma che mostra queste due variabili è ora noto come diagramma Hertzsprung - Russel o H-R (vedi figura 13).

Questo diagramma mette in relazione la temperatura effettiva, riportata in ascissa, e la magnitudine assoluta, o luminosità, riportata in ordinata. Si può notare da un primo esame che la maggior parte delle stelle si trovino lungo una curva chiamata "sequenza principale", che rappresenta la struttura evolutiva predominante e che racchiude quasi il 90% delle stelle totali in equilibrio idrostatico. In alto a sinistra troviamo le stelle più massicce, calde e luminose,

⁷Ejnar Hertzsprung (Copenhagen, 1873 - Roskilde, 1967)

⁸Henry Norris Russel (Oyster Bay, 1877 - Princeton, 1957)

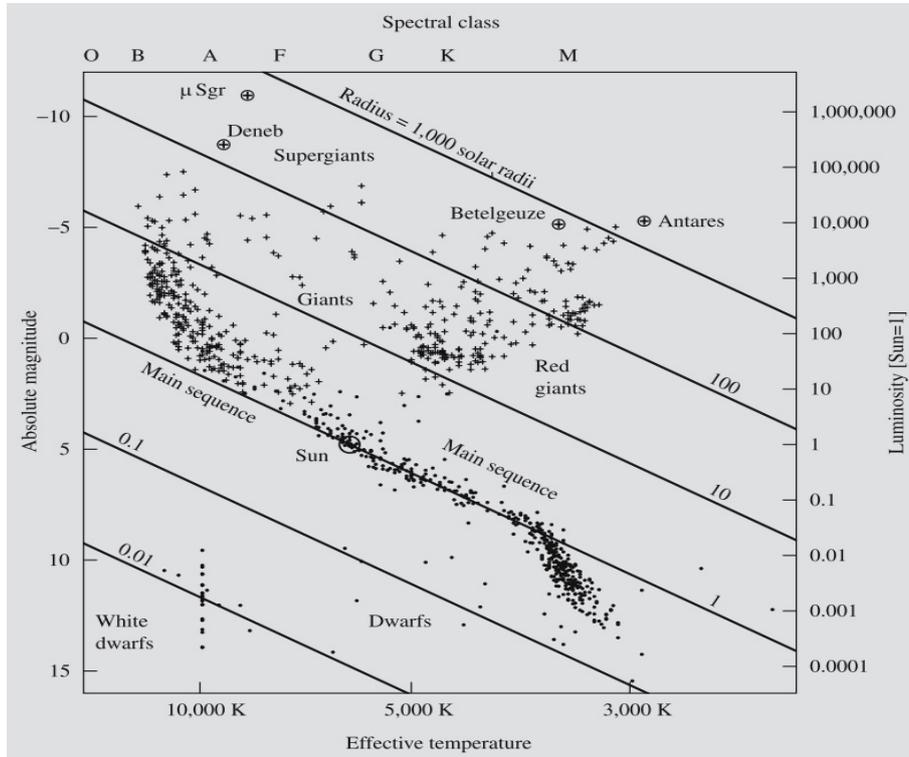


Figure 13: Diagramma H-R

quindi stelle soprattutto di classe O e B. Sopra la sequenza principale si dispongono le giganti rosse e le supergiganti, mentre in basso a sinistra troviamo la sequenza principale delle stelle nane. Infine a chiudere la curva della sequenza principale, in basso a destra si posizionano le stelle più fredde e meno luminose. Il Sole è situato circa nella metà della sequenza principale. Dall'equazione di Boltzmann

$$R = \frac{1}{T_e^2} \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma}} \quad (17)$$

con T la temperatura effettiva, L la luminosità [$erg \cdot s^{-1}$] e σ la costante di Stephan-Boltzmann ⁹. Tra due stelle aventi stessa temperatura, quella più luminosa sarà quella con dimensioni maggiori: se ne deduce che la posizione di una stella all'interno del diagramma dipenderà solamente dalla propria massa.

3.3 Classificazione di Yerkes

La classificazione di Harvard prendeva in considerazione solo gli effetti della temperatura sullo spettro: per avere una più accurata analisi si deve tenere conto anche della luminosità della stella, in quanto due stelle con la stessa temperatura possono presentare diverse luminosità. Il sistema di classificazione MKK o classificazione di Yerkes definisce sei differenti classi di luminosità:

⁹ $\sigma = 5,6704 \cdot 10^{-8} [W \cdot m^{-2} \cdot K^{-4}]$

- **Ia**:supergiganti più luminose
- **Ib** supergiganti meno luminose
- **II** giganti luminose
- **giganti normali**
- **sub-giganti**
- **stelle della sequenza principale(nane)**

La classe di luminosità è determinata da linee spettrali che dipendono fortemente dalla gravità della superficie stellare che è a sua volta strettamente correlata alla luminosità. Ad esempio, la masse di nane e giganti possono essere simili, ma i loro raggi no di certo: pertanto l'accelerazione gravitazione $g = G \frac{M}{R^2}$ è molto più piccola sulla superficie di una gigante che su quella di una stella nana e di conseguenza la densità del gas e la pressione di una stella nana sono molto più grandi, essendo la densità pari a $\rho = \frac{M}{\frac{4\pi R^3}{3}}$. Attraverso questo fenomeno si possono distinguere stelle con luminosità differente. L'utilizzo combinato delle due classificazioni permette di ottenere la magnitudine assoluta della stella.

4 Stelle di Wolf-Rayet

Gli spettri di alcune stelle differiscono da ciò che ci si aspetterebbe in base alla loro temperatura: tali stelle sono chiamate peculiari. Le stelle di Wolf-Rayet sono estremamente calde, temperatura compresa tra i 25000 K e oltre i 50000 K, e aventi una grande massa, oltre le 20 \odot . Tramite il vento stellare, che può superare una velocità di 2000 Km/sec e a causa di fortissime emissioni di polvere, queste stelle hanno la particolarità di perdere fino a 10^9 volte più della massa persa dal sole in un anno ¹⁰. Si ritiene che la fase di WR sia una normale fare evolutiva delle massicce stelle di classe O e B nelle quali i forti venti stellari hanno espulso nello spazio gran parte degli strati esterni della stella, ricchi di idrogeno. Nei rispettivi spettri risultano ben visibili delle forti linee di emissione di elio ed azoto o di elio, carbonio ed ossigeno. Le tipiche linee di emissioni si originano nella regione densa ed estesa in cui i venti solari ad alte velocità avvolgono la fotosfera della stella che emette gran parte della propria radiazione alle lunghezze d'onda dell'ultravioletto e che provocano una fluorescenza della regione. Sono stelle estremamente rare: basti pensare che nella nostra galassia se ne conoscono attualmente circa 230. Molte stelle WR sono destinate a trasformarsi in SN: si ipotizza, inoltre, che al termine della loro linea evolutiva nella fase di "collapsar" ¹¹ diano origine ad un buco nero ed ad un "gamma ray burst" ¹². Uno degli esempi più evidenti è quello della nebulosa

¹⁰Il sole ha una massa di circa $2 \cdot 10^{30}$ Kg e sommando la massa che perde sotto forma di vento solare e radiazione si calcola che in un anno la nostra stella perde circa $1,7 \cdot 10^{17}$ Kg all'anno.

¹¹Una "collapsar" è una stella di Wolf-Rayet in rapida rotazione attorno al proprio asse avente un nucleo di massa superiore alle 30 \odot

¹²I "gamma ray burst" o lampi gamma sono intensi lampi di raggi gamma (radiazione elettromagnetica di maggiore energia, aventi una frequenza maggiore di 10^{20} Hz e un'energia oltre i 100 keV) che possono durare da pochi millisecondi a diverse decine di minuti, costituendo il fenomeno più energetico finora osservato nell'universo.

NGC 6888, conosciuta con il nome di "crescent nebula", nella costellazione del Cigno, a circa 5000 anni luce da noi. Questa nebulosa si è formata per effetto della collisione del velocissimo vento stellare della stella WR136. Il risultato della collisione è un involuppo e due onde d'urto, una verso l'esterno ed una verso l'interno: quest'ultima provoca un riscaldamento del vento solare sino a provocare l'intensa radiazione X e UV.



Figure 14: Crescent Nebula

La stella WR 136 è quella bianco azzurra al centro dell'arco della nebulosa, del tipo WN 6, con predominio quindi dell'emissione di elio e nitrogeno.



Figure 15: Spettro grezzo WR136

Lo spettro grezzo mostra intense righe di emissione nella WR136. Si nota una prevalenza dominante delle righe dell'elio ed alcune dell'azoto; inoltre si notano anche linee dell'idrogeno H^α e H^β in emissione.

References

- [1] Fundamental Astronomy, Springer
- [2] Dallacasa.D, Appunti del corso: Processi di Radiazione e MHD
- [3] Ferraro, Appunti del corso: Astrofisica Stellare
- [4] Wikipedia
- [5] [labela.altervista](#)
- [6] [Chimicamo](#)
- [7] [Lightfrominfinity](#)
- [8] [Astronomiamo](#)
- [9] [Spettroscopia.uai](#)