

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

---

---

SCUOLA DI SCIENZE  
Corso di Laurea in astronomia

## Classificazione spettrale delle stelle

Relatore:  
Chiar.mo Prof.  
Daniele Dallacasa

Presentata da:  
Federico Monelli

---

Sessione straordinaria  
Anno Accademico 2020-2021

# Indice

<b>Indice</b>	<b>1</b>
<b>Introduzione</b>	<b>2</b>
<b>1 Righe spettrali</b>	<b>3</b>
1.1 L'allargamento delle righe spettrali . . . . .	3
1.1.1 Allargamento Doppler . . . . .	3
1.1.2 Allargamento naturale . . . . .	4
1.1.3 Allargamento collisionale . . . . .	5
1.2 La serie di Balmer . . . . .	5
1.3 L'equazione di Boltzmann . . . . .	5
1.4 L'equazione di Saha . . . . .	6
<b>2 Classificazione delle stelle</b>	<b>9</b>
2.1 La classificazione di Secchi . . . . .	9
2.2 La classificazione di Harvard . . . . .	9
2.2.1 Spettri peculiari . . . . .	13
2.3 La classificazione di Yerkes . . . . .	14
2.4 Il diagramma di Hertzsprung-Russel . . . . .	15
<b>Bibliografia</b>	<b>17</b>

# Introduzione

L'obiettivo di questo elaborato è di fornire un'analisi esauriente delle classificazioni stellari, utilizzate nel passato e odierne, definite sulla base della spettroscopia. Al fine di dare una visione chiara del tema, l'elaborato è suddiviso in due capitoli. Nel primo viene data la definizione di riga spettrale; vengono descritti i principali fenomeni che interessano lo spettro e che lo modificano e infine le equazioni fondamentali per comprendere la formazione di spettri stellari.

Nel secondo capitolo si entra nel cuore della questione, partendo dalla classificazione del padre gesuita Angelo Secchi, vengono poi trattate le classificazioni spettrali in uso al giorno d'oggi per catalogare le stelle, quella di Harvard e di Yerkes, facendo, in secondo luogo, un accenno agli spettri peculiari di alcune stelle. L'ultimo paragrafo si focalizza sull'analisi del diagramma di Hertzsprung-Russell, fondamentale sia per la classificazione stellare, che per comprendere la loro evoluzione.

# Capitolo 1

## Righe spettrali

Le basi della spettroscopia, la branca della fisica che si occupa dello studio degli spettri elettromagnetici, vennero gettate da *Robert Bunsen* e da *Gustav Kirchhoff*. Progettando uno spettroscopio, uno strumento che fa passare la luce di una fiamma attraverso un prisma, scoprirono che la lunghezza d'onda della luce emessa è la stessa di quella assorbita e che alcune delle righe spettrali del Sole corrispondono a quelle emesse dai vapori del ferro.

Successivamente, venne scoperto che le righe di assorbimento si formano quando un atomo assorbe un fotone, che abbia l'esatta energia richiesta dall'elettrone per poter fare una transizione verso un livello energetico più alto. Le righe di emissione si formano mediante il processo inverso, quindi attraverso l'emissione di un fotone e conseguente diseccitamento dell'elettrone. Di conseguenza, la lunghezza d'onda del fotone dipende dalle energie degli orbitali atomici coinvolti in queste transizioni.

La distinzione tra gli spettri di stelle con temperature diverse è determinata da elettroni che occupano differenti orbitali atomici nelle atmosfere stellari. I dettagli della formazione delle linee possono essere piuttosto complicati, dal momento che gli elettroni possono trovarsi in ogni orbitale dell'atomo. In più, l'atomo può trovarsi in varie fasi di ionizzazione, ognuna con un set di di orbitali diverso per ogni fase.

### 1.1 L'allargamento delle righe spettrali

Anche se in prima approssimazione è corretto assumere che le righe spettrali siano infinitamente sottili, per poter dare una descrizione più dettagliata del *profilo della riga*, è necessario caratterizzare i fenomeni di allargamento che interessano le righe spettrali. In questo contesto, vengono analizzate solo le principali e più importanti cause che generano il fenomeno.

#### 1.1.1 Allargamento Doppler

Per un gas in equilibrio termico, la velocità delle particelle segue la distribuzione di Maxwell-Boltzmann. La distribuzione presenta un picco quando l'energia termica e l'energia cinetica delle particelle sono uguali, alla velocità più probabile di

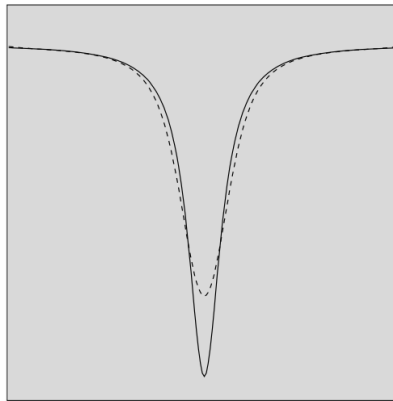
$$v = \sqrt{\frac{2kT}{m}}.$$

La frequenza di emissione o di assorbimento, per un atomo in agitazione termica, varia se si considera il sistema di riferimento dell'atomo stesso o quello di un osservatore. Ogni atomo ha il proprio sfasamento dovuto all'effetto Doppler, quindi la riga risulta essere modificata, rispetto a quella attesa, ma non ne viene mutata l'intensità.

Le lunghezze d'onda della luce assorbita o emessa dagli atomi in un gas vengono sfasate per effetto Doppler secondo l'equazione  $\Delta\lambda/\lambda = \pm|v_r|/c$ . Quindi l'allargamento della riga dovuto all'effetto Doppler è approssimativamente

$$\Delta\lambda = \frac{2\lambda}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m_a}},$$

dove  $T$  è la temperatura,  $m_a$  è la massa della particella.



**Figura 1:** La figura mostra il profilo della riga naturale (tratto continuo) e gli effetti dovuti all'agitazione termica delle particelle e all'allargamento Doppler (linea tratteggiata). L'area sottesa dalle due curve è la stessa.

### 1.1.2 Allargamento naturale

Secondo il principio di indeterminazione di Heisenberg, al diminuire del tempo disponibile per misurare l'energia del sistema, l'incertezza sul risultato aumenta. La formulazione corretta di quanto detto è ciò che segue:  $\Delta E \Delta t \sim \hbar$ .

Gli elettroni possono compiere transizioni tra i livelli energetici, producendo un'incertezza sulla lunghezza d'onda del fotone assorbito o emesso in una transizione. L'incertezza su questa misura è data dalla formula

$$\Delta\lambda \sim \frac{\lambda^2}{2\pi c} \left( \frac{1}{\Delta t_i} + \frac{1}{\Delta t_f} \right),$$

dove  $\Delta t_i$  è il tempo di vita dell'elettrone nello stato iniziale e  $\Delta t_f$  è il tempo di vita dell'elettrone nello stato finale.

### 1.1.3 Allargamento collisionale

Gli orbitali di un atomo possono essere perturbati mediante collisione con un altro atomo, o tramite passaggio ravvicinato a uno ione. Il risultato delle singole collisioni è chiamato allargamento collisionale, mentre gli effetti statistici del campo elettrico su un atomo che si trova in prossimità di molti ioni sono detti *allargamento di pressione*.

Una stima di questo allargamento può essere fatta considerando  $\Delta t_0$  il tempo che intercorre tra due collisioni, che corrisponde, in buona approssimazione, al rapporto tra il libero cammino medio e la velocità delle particelle

$$\Delta t_0 \sim \frac{l}{v} = \frac{1}{n\sigma\sqrt{2kT/m}},$$

dove  $\sigma$  è la sezione d'urto della particella e  $n$  è la densità degli atomi. Quindi, lo spessore della riga spettrale dovuto all'argamento collisionale è

$$\Delta\lambda = \frac{\lambda^2}{c} \frac{1}{\pi\Delta t_0} \sim \frac{\lambda^2}{c} \frac{n\sigma}{\pi} \sqrt{\frac{2kT}{m}}.$$

## 1.2 La serie di Balmer

Nel 1885 venne scoperta, da *Johann Balmer*, un'equazione che riproduce le lunghezze d'onda delle righe spettrali dell'idrogeno a 656.3 nm, a 486.1 nm, a 434.0 nm e a 410.2 nm, che successivamente prese il nome di *serie di Balmer*

$$\frac{1}{\lambda} = R_H \left( \frac{1}{4} - \frac{1}{n^2} \right),$$

dove  $n = 3, 4, 5 \dots$ , e  $R_H = 1.0968 \times 10^7 \pm 1.3 \text{ m}^{-1}$  è la costante di Rydberg, determinata sperimentalmente, per l'idrogeno.

La terminologia corretta per indicare le transizioni degli elettroni sono le seguenti:  $n = 3$  dà la riga di Balmer  $H_\alpha$ ,  $n = 4$  dà la riga di Balmer  $H_\beta$  e via seguendo.

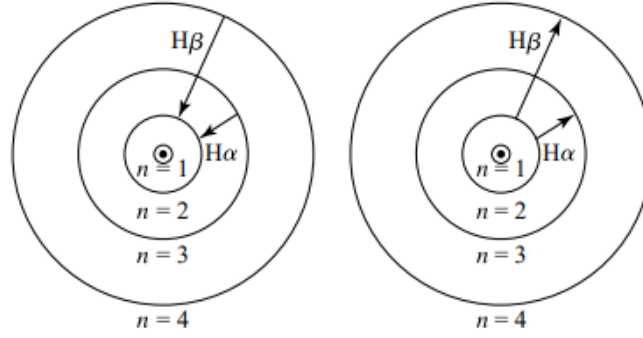
Grazie alla serie di Balmer vennero scoperte altre serie di righe dell'idrogeno, come la serie di Lyman, dove lo stato di partenza è  $n = 1$ .

## 1.3 L'equazione di Boltzmann

Gli atomi di un gas guadagnano e perdono energia mediante le collisioni. Come risultato, la distribuzione di velocità degli atomi che collidono produce una definita distribuzione degli elettroni tra gli orbitali atomici, determinata dalla meccanica statistica: gli orbitali di energia più alta hanno meno probabilità di essere occupati dagli elettroni.

Per la meccanica statistica, la probabilità, che un elettrone si trovi in uno stato  $a$  ( $P(a)$ ) rispetto alla probabilità che si trovi in uno stato di diversa energia  $b$  ( $P(b)$ ), è data dal rapporto

$$\frac{P(b)}{P(a)} = \frac{e^{-E_b/kT}}{e^{-E_a/kT}} = e^{-(E_b-E_a)/kT},$$



**Figura 2:** Schema dell'emissione e assorbimento di fotoni che producono le righe della serie di Balmer.

$T$  è la temperatura del sistema e il termine  $e^{E/kT}$  è detto *fattore di Boltzmann*.

I livelli energetici di un sistema sono spesso degeneri, presentano quindi più stati quantici con la stessa energia. Nelle notazioni precedenti, se gli stati  $a$  e  $b$  sono degeneri, si definisce  $g_a$  il numero di stati con la stessa energia  $E_a$ . Similmente, si definisce  $g_b$  il numero di stati con stessa energia  $E_b$ . Questi numeri si chiamano pesi statistici dei livelli energetici.

Il rapporto tra la probabilità  $P(E_b)$  che il sistema si trovi in un qualunque dei  $g_b$  stati degeneri e la probabilità  $P(E_a)$  che il sistema si trovi in un qualunque dei  $g_a$  stati degeneri è data da

$$\frac{P(E_b)}{P(E_a)} = \frac{g_b e^{-E_b/kT}}{g_a e^{-E_a/kT}} = \frac{g_b}{g_a} e^{-(E_b - E_a)/kT}.$$

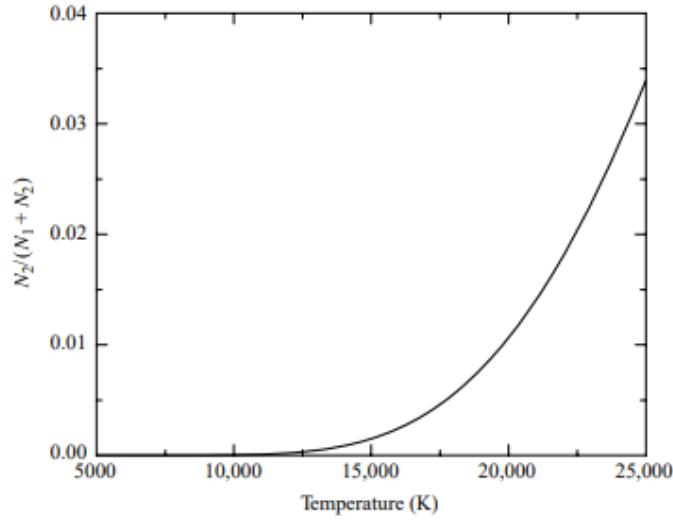
Le atmosfere stellari contengono un ampio numero di atomi, quindi il rapporto delle probabilità è indistinguibile dal rapporto del numero degli atomi. Di conseguenza, per gli atomi di una data specie atomica, in uno specifico stato di ionizzazione, il rapporto del numero di atomi  $N_b$  con energia  $E_b$  e il numero di atomi  $N_a$  con energia  $E_a$ , in un diverso stato di eccitazione, è dato dall'*equazione di Boltzmann*

$$\frac{N_b}{N_a} = \frac{g_b e^{-E_b/kT}}{g_a e^{-E_a/kT}} = \frac{g_b}{g_a} e^{-(E_b - E_a)/kT}.$$

Sono richieste alte temperature affinché un numero significativo di atomi di idrogeno sia nel primo stato eccitato. La figura 3 mostra l'occupazione dello stato fondamentale e del primo stato eccitato,  $N_2/(N_1 + N_2)$ , in funzione della temperatura.

## 1.4 L'equazione di Saha

Sia ora  $\chi_i$  l'energia di ionizzazione necessaria per rimuovere un elettrone da un atomo (o da uno ione) nello stato fondamentale, quindi portarlo dallo stato di ionizzazione  $i$  allo stato  $(i + 1)$ . Mediante le funzioni di partizione, si ottiene che il rapporto del



**Figura 3:**  $N_2/(N_1+N_2)$  dell'atomo di idrogeno, ottenuto mediante l'equazione di Boltzmann.

numero degli atomi nello stato  $(i + 1)$  e il numero degli atomi nello stato  $i$  è

$$\frac{N_{i+1}}{N_i} = \frac{2Z_{i+1}}{n_e Z_i} \left( \frac{2\pi m_e kT}{h^2} \right)^{3/2} e^{-\chi_i/kT}.$$

Questa equazione è nota come *equazione di Saha*, dove

$$Z = \sum_{j=1}^{\infty} g_j e^{-(E_j - E_1)/kT},$$

è la funzione di partizione e  $n_e$  è la densità di elettroni liberi. Il fattore 2 davanti a  $Z_{i+1}$  riflette i due possibili valori che lo spin dell'elettrone può assumere ( $m_s = \pm 1/2$ ). Dal momento che ci sono molti più elettroni con cui gli ioni si possono ricombinare, il numero di atomi in stati più alti di ionizzazione decresce.

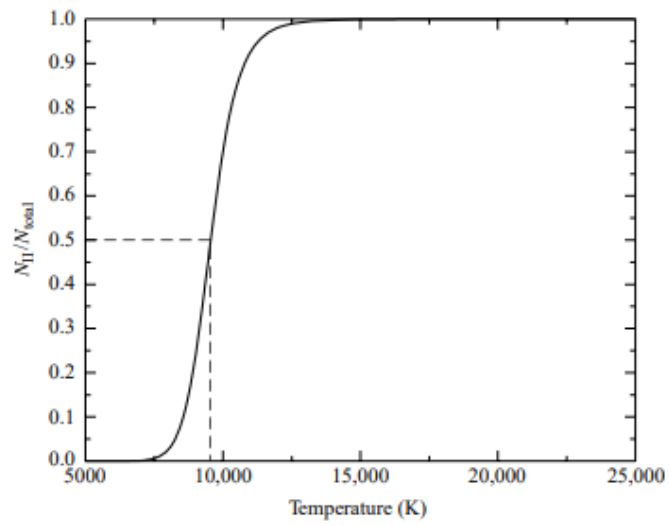
Studiando gli effetti combinati delle due equazioni, si riesce a spiegare il motivo per cui la temperatura caratteristica, a cui si osservano righe della serie di Balmer negli spettri delle stelle, è di 9520 K. Utilizzando l'equazione di Saha, si ottiene il grafico di figura 4. Dall'equazione di Boltzmann ci si aspetta un'intensità massima delle righe quando la temperatura raggiunge gli 85000 K, quindi quando quasi tutti gli atomi di idrogeno sulla superficie della stella si trovano nel secondo stato di eccitazione.

Prendendo in esame gli effetti di Boltzmann e di Saha combinati, e considerando che tutti gli atomi di idrogeno neutro si trovano nello stato fondamentale e nel primo stato di eccitazione, si può scrivere l'equazione

$$\frac{N_2}{N_{totale}} = \left( \frac{N_2}{N_1 + N_2} \right) \left( \frac{N_1}{N_{totale}} \right) = \left( \frac{N_2/N_1}{1 + N_2/N_1} \right) \left( \frac{1}{1 + N_{II}/N_1} \right).$$

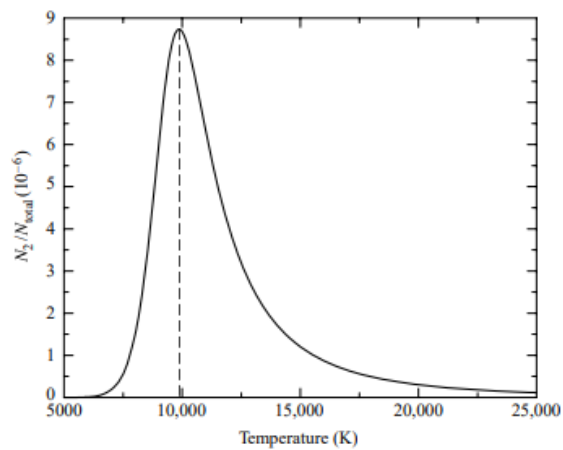
La figura 5 mostra che l'idrogeno produce righe della serie di Balmer più intense alla temperatura di 9900 K, in accordo con le osservazioni. A temperature più alte,





**Figura 4:**  $N_{II}/N_{totale}$  dell'atomo di idrogeno, ottenuto mediante l'equazione di Saha.

la minore intensità di queste righe è dovuta alla veloce ionizzazione dell'idrogeno, una volta superata la soglia dei 10000 K.



**Figura 5:** Risultato della combinazione delle equazioni di Boltzmann e Saha per l'atomo di idrogeno.

# Capitolo 2

## Classificazione delle stelle

### 2.1 La classificazione di Secchi

La classificazione proposta dal padre gesuita *Angelo Secchi* è la prima basata su criteri spettroscopici. Venne formalizzata nel 1866 e poi arricchita, quando Secchi scoprì le stelle al carbonio e una classe di stelle che presentava righe di emissione.

La prima classificazione si compone di tre classi:

- *Classe I*: Stelle bianche e azzurre. Presentano righe dell'idrogeno ampie. Esempi di stelle che appartengono a questa classe sono Vega e Altair.
- *Classe II*: Stelle gialle. Le righe dell'idrogeno risultano più deboli, ma sempre presenti. Si osservano righe dei metalli. Esempi di stelle che appartengono a questa classe sono il Sole, Arturo e Capella.
- *Classe III*: Stelle arancioni e rosse che presentano uno spettro complesso con righe molto ampie. Esempi di stelle che appartengono a questa classe sono Betelgeuse e Antares.

In seguito, vennero aggiunte altre due classi:

- *Classe IV*: Stelle rosse con righe del carbonio molto ampie.
- *Classe V*: Stelle che presentano righe di emissione come  $\gamma$  Cassiopeiae e  $\beta$  Lyrae.

### 2.2 La classificazione di Harvard

Alla fine dell'ottocento venne abbandonata la classificazione di Secchi, e venne adottata la classificazione di Harvard, che si basa anch'essa sulle righe spettrali. Le classi di stelle della classificazione di Harvard vengono denotate mediante lettere maiuscole. Vennero inizialmente poste in ordine alfabetico, ma successivamente le classi furono ordinate in base alla temperatura delle stelle.

Righe importanti sono quelle dell'idrogeno, della serie di Balmer, dell'elio neutro, del ferro, il doppietto H e K del calcio ionizzato a 396.8 nm e 393.3 nm, la banda G

dovuta alla molecola CH e altri metalli intorno a 431 nm, la riga del calcio neutro a 422.7 nm e la riga dell'ossido di titanio (TiO).

L'ordine con cui è solito scriverle oggi è:

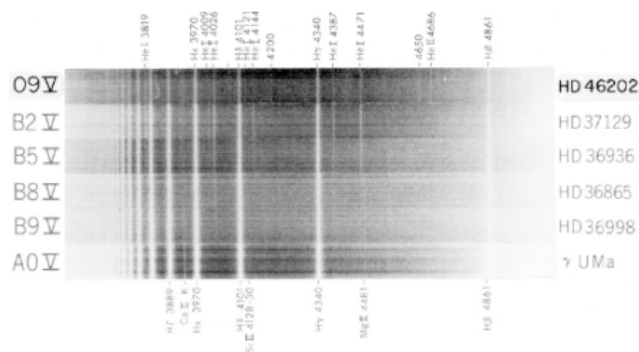
C  
O - B - A - F - G - K - M - L - T  
S

Nel tempo, sono state aggiunte altre classi di stelle, come le novae (Q), le nebulose planetarie (P) e le stelle Wolf-Rayet (W). Sono state recentemente aggiunte due classi di nane brune, indicate con le lettere T e S.

Le classi spettrali sono ulteriormente divise in sottoclassi, denotate da numeri che vanno da 0 a 9, e a volte vengono utilizzati anche i decimali, come nel caso delle stelle B0.5.

Le principali caratteristiche delle classi sono:

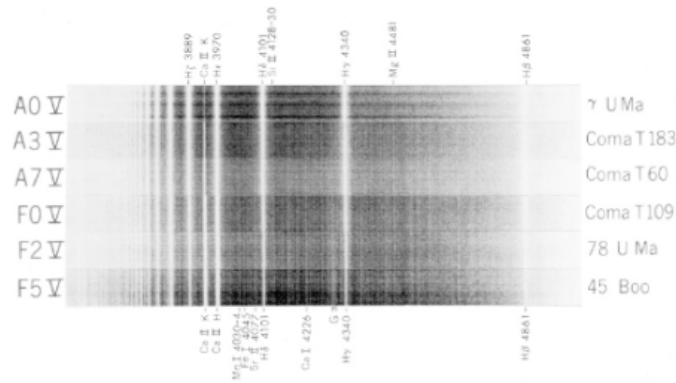
- O: Stelle blu, con temperature superficiali che sono comprese tra 20000 e 35000 K. Le linee spettrali sono caratterizzate da elementi fortemente ionizzati, come He II, C III, N III, O III, Si V. La riga dell'elio neutro è visibile, mentre quella dell'idrogeno neutro è debole.
- B: Stelle blu-bianche, con tempertaure superficiali di circa 15000 K. Non è visibile la riga dell'He II. Le righe dell'He I sono più forti nelle stelle di tipo B2, mentre tendono a diventare più deboli, fino a sparire, dalle stelle di tipo B3 fino a quelle di tipo B9. La riga K del Ca II diventa visibile in quelle di tipo B3. Le righe dell'idrogeno neutro sono più forti. Le righe dell'O II, Si II e Mg II sono visibili.



**Figura 6:** Spettri di assorbimento di stelle di classi O9-A0

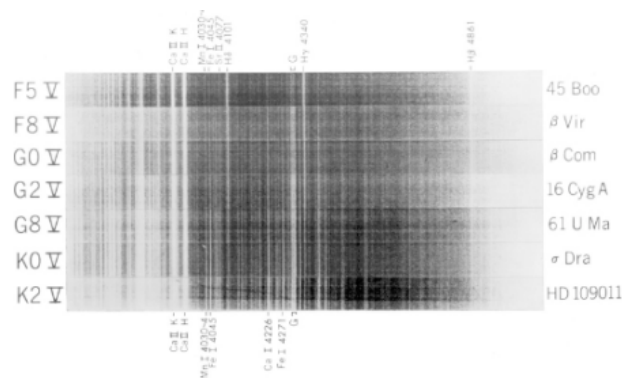
- A: Stelle bianche, con temperature superficiali di circa 9000 K. Le righe dell'idrogeno neutro sono molto marcate nelle stelle di tipo A0 e dominano l'intero spettro, poi diventano più deboli. Le righe H e K del Ca II diventano più marcate. L'elio neutro non è più visibile. Le righe dei metalli neutri cominciano ad apparire.

- F: Stelle giallo-bianche, con temperature superficiali di circa 7000 K. Le righe dell'idrogeno neutro sono meno visibili, le righe H e K del Ca II sono più marcate. Molte altre righe di metalli, quali Fe I, Fe II, Cr II e Ti II, si intensificano e diventano più marcate.



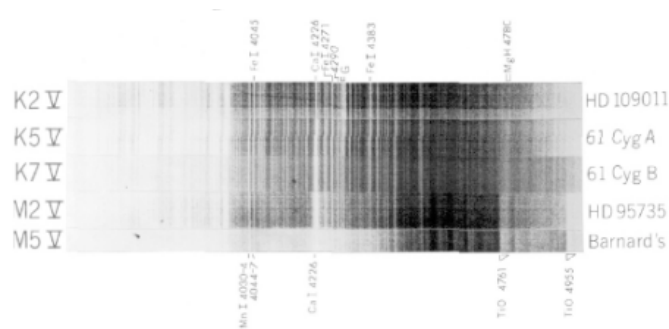
**Figura 7:** Spettri di assorbimento di stelle di classi A0-F5

- G: Stelle gialle come il Sole, con temperature superficiali di circa 5500 K. Le righe dell'idrogeno neutro sono sempre meno visibili, le righe H e K del Ca II sono molto marcate e lo sono maggiormente nelle stelle di tipo G0. Le righe dei metalli sono visibili. È chiaramente visibile la banda G e si osservano righe di CN nelle stelle giganti.
- K: Stelle giallo-arancio, le temperature di superficie si aggirano intorno ai 4000 K. Lo spettro è dominato dalle righe dei metalli. Non si osservano più le righe dell'idrogeno neutro. Il Ca I a 422.7 nm è chiaramente visibile. Marcate le righe H e K e la banda G. Le bande di TiO diventano visibili nelle stelle di tipo K5.



**Figura 8:** Spettri di assorbimento di stelle di classi F5-K2

- M: Stelle rosse, con temperature superficiali di circa 3000 K. Le bande del TiO diventano più forti. Il Ca I a 422.7 nm è ben visibile. Sono presenti righe di molti metalli pesanti.



**Figura 9:** Spettri di assorbimento di stelle di classi K2-M5

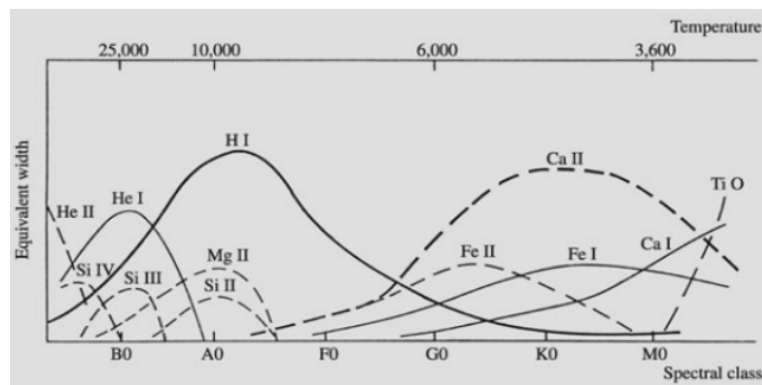
- L: stelle marroni (o rosso scuro), con temperature di superficie di circa 2000 K. Le bande di TiO e VO scompaiono nelle sottoclassi. Sono presenti righe di Na I e K I molto ampie e marcate.
- T: Nane brune, con temperature di superficie di circa 1000 K. Marcate righe di assorbimento nelle bande del CH<sub>4</sub> e dell'H<sub>2</sub>O
- C: Stelle di carbonio, precedentemente classificate sotto le lettere R e N. Stelle molto rosse, con temperature superficiali di 3000 K. Le bande delle molecole sono molto marcate, come nel caso di C<sub>2</sub>, CN e CH. Non sono più presenti righe di TiO. Le righe spettrali sono simili a quelle delle classi M e K.
- S: Stelle rosse con basse temperature superficiali (intorno ai 3000 K). Poco definite le bande di ZrO e di altre molecole come YO, LaO e TiO.

In figura 10 viene mostrata la variazione dell'abbondanza di alcune righe di assorbimento in diverse classi spettrali. Le differenze nell'andamento dello spettro sono date dalle diverse temperature. In questo caso, non sono fattori rilevanti la differenza di pressione e la composizione chimica delle atmosfere stellari.

Le classi spettrali caratterizzate da temperature maggiori presentano righe di atomi ionizzati, mentre quelle con temperature più fredde presentano righe di atomi neutri. Nelle stelle calde, le molecole si dissociano in singoli atomi, quindi le righe di assorbimento delle molecole compaiono solo negli spettri delle stelle fredde.

Per capire come l'ampiezza delle righe spettrali è determinata dalla temperatura, si considerano, per esempio, le righe di elio neutro a 402.6 nm e a 447.2 nm. Queste righe sono osservabili solo negli spettri delle stelle calde perché vengono prodotte mediante assorbimento di fotoni da parte di atomi eccitati. Per far sì che gli atomi si trovino in questo stato, sono necessarie alte temperature. All'aumentare della temperatura, sempre più atomi si ritrovano nello stato eccitato richiesto, e l'ampiezza delle righe dell'elio cresce. Quando si raggiunge la temperatura richiesta, l'elio comincia a ionizzare, e l'ampiezza delle righe di elio neutro diminuisce.

Le righe della serie di Balmer dell'idrogeno, H<sub>β</sub>, H<sub>γ</sub>, H<sub>δ</sub>, sono le più ampie nella classe spettrale A2. Queste righe corrispondono alle transizioni che partono o che arrivano al livello energetico con numero quantico principale  $n = 2$ . Se la temperatura è troppo alta, l'idrogeno ionizza e queste transizioni non si verificano.

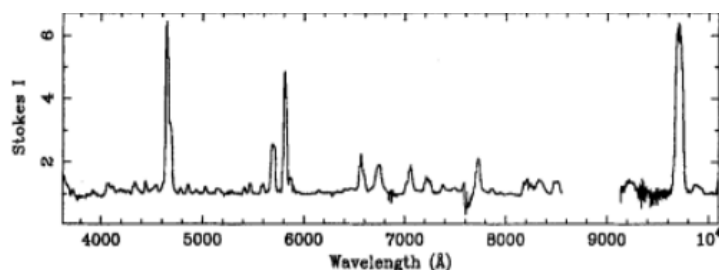


**Figura 10:** Schema della classificazione di Harvard e andamento dell'abbondanza degli elementi al variare della temperatura.

## 2.2.1 Spettri peculiari

Esistono stelle i cui spettri sono diversi dalle previsioni basate su temperatura e luminosità.

Sono un esempio importante di questa categoria, le stelle Wolf-Rayet, che devono il loro nome a *Charles Wolf* e *George Rayet*. Gli spettri di queste stelle possiedono righe di emissione allargate dell'idrogeno e dell'elio, del carbonio, dell'azoto e dell'ossigeno ionizzati. Si pensa che gli spettri di queste stelle siano generati dagli strati più interni della struttura stellare; si suppone che le stelle Wolf-Rayet abbiano perso gli strati più esterni a causa di forti venti solari.



**Figura 11:** Esempio di spettro di una stella Wolf-Rayet (WR 137)

In alcune stelle di classe O e B le righe di assorbimento dell'idrogeno hanno delle deboli componenti di emissione, che si trovano sia al centro della riga che sulle sue code. Queste stelle sono chiamate stelle *Be* o *shell stars*. Le righe di emissione si formano a causa di un involucro di gas che circonda questo tipo di stelle.

Le righe di emissione più marcate si trovano nelle stelle *P Cygni*, che presentano una o più righe di assorbimento nella parte a bassa lunghezza d'onda delle righe di emissione. Si pensa che queste righe siano dovute a uno spesso guscio esterno di gas in espansione che circonda la stella.

Le stelle peculiari di classe A, o *Ap*, sono stelle in cui le righe spettrali sono divise in diverse componenti, a causa dell'effetto Zeeman. Presentano righe molto marcate di elementi quali magnesio, silicio e cromo; si osservano righe di metalli che generalmente non sono presenti negli spettri, quali mercurio, gallio e krypton.

Anche le stelle di classe *Am* (dove la *m* sta per *metallic*) presentano abbondanze anomale per certi elementi, ma in modo meno marcato.

Le stelle di tipo S e C sono stelle giganti che appartengono alle classi K e M, ma con anomalie nell'abbondanza di certi elementi. Nelle stelle di tipo S, le righe degli ossidi sono sostituite da righe di elementi più pesanti. Le stelle di tipo C sono povere di ossidi ma, nella stessa misura, sono ricche di composti carboniosi, quali il CN, il C<sub>2</sub> e il CH. Queste stelle si dividono ulteriormente in due categorie: le più calde (R) e le più fredde (N).

Un altro tipo di stelle giganti che presentano abbondanze anomale sono le *barium stars*, con spettro caratterizzato da righe di bario e alcuni composti del carbonio. Si pensa che lo spettro di queste stelle sia dovuto ai prodotti delle reazioni nucleari, che vengono rimescolati sulla superficie.

## 2.3 La classificazione di Yerkes

La classificazione di Harvard tiene in considerazione solo degli effetti della temperatura superficiale delle stelle sullo spettro. Per una classificazione più precisa, si può considerare anche la luminosità delle stelle, dal momento che due stelle con temperatura diversa possono avere luminosità piuttosto diverse. Il sistema è noto come MKK (dai cognomi di coloro che la introdussero: *William W. Morgan*, *Philip C. Keeran* e *Edith Kellman*) o classificazione di Yerkes. Questa classificazione è definita sulla base di stelle standard e luminosità. Si distinguono diverse classi spettrali:

- 0 ipergiganti
- Ia supergiganti più luminose
- Ib supergiganti meno luminose
- II giganti luminose
- III giganti normali
- IV subgiganti
- V stelle della sequenza principale (nane)
- VI subnane
- VII nane bianche.

La classe di luminosità è indicata mediante un numero romano dopo la classe spettrale. Per esempio, la classe spettrale del Sole è G2 V.

La classe di luminosità è determinata mediante le righe spettrali, la cui presenza dipende fortemente dalla gravità superficiale della stella, che è correlata con la luminosità. Per esempio, le masse delle giganti e delle nane bianche sono molto simili, ma il raggio delle giganti è molto più grande rispetto a quello delle nane. Per questo motivo, l'accelerazione gravitazionale,  $g = GM/R^2$ , sulla superficie delle giganti è minore che sulle nane. Di conseguenza, la densità del gas e la pressione nelle atmosfere delle giganti sono molto minori. Questo produce degli *effetti di luminosità* negli spettri delle stelle, che possono distinguere stelle di classi diverse.

## 2.4 Il diagramma di Hertzsprung-Russel

Intorno al 1910, Ejnar Hertzsprung e Henry Russell studiarono la relazione tra la magnitudine assoluta e la classe spettrale delle stelle. Il diagramma che mostra queste due variabili correlate è ora conosciuto come *diagramma di Hertzsprung-Russell* (o *diagramma HR*), mostrato in figura 12.

Si è scoperto che la maggior parte delle stelle giacciono su una curva diagonale, chiamata *sequenza principale*. Il Sole è situato circa nel mezzo di essa.

Il diagramma HR mostra anche come le stelle gialle e rosse (quindi classi spettrali G-K-M) si raggruppano in due nuclei differenti: la sequenza principale delle stelle nane e delle giganti; le stelle giganti ricadono sotto svariati gruppi distinti. Il ramo orizzontale è una sequenza di magnitudine assoluta zero. Il ramo delle giganti rosse sale quasi verticalmente dalla sequenza principale delle stelle di tipo K e M. Infine, il ramo asintotico sale dal ramo orizzontale e raggiunge la coda luminosa del ramo delle giganti rosse. Questi rami rappresentano stadi evolutivi diversi delle stelle; le aree più dense corrispondono a fasi evolutive più stabili.

Una stella tipica del ramo orizzontale è circa cento volte più luminosa del Sole. Dal momento che le nane e le giganti della stessa classe spettrale hanno, in buona approssimazione, la stessa temperatura superficiale, la differenza di luminosità è data dalla differenza del raggio. Per esempio, Arcturus, una delle stelle più luminose del cielo, ha un raggio circa trenta volte più grande di quello del Sole.

Le giganti rosse più luminose sono le supergiganti con magnitudini fino a  $M_V = -7$ . Un esempio è Betelgeuse, in Orione, con un raggio pari a 400 raggi solari e 20000 volte più luminosa del Sole.

Circa dieci magnitudini sotto la sequenza principale, si trovano le nane bianche. Sono abbastanza numerose, ma difficili da individuare. La stella più nota di questa classe è Sirius B, la seconda stella nel sistema binario di Sirius.

Ci sono alcune stelle che sono collocate al di sotto del ramo delle giganti, ma sopra alla sequenza principale. Queste stelle sono note come subgiganti. Allo stesso modo le subnane sono stelle che si trovano tra la sequenza principale e il gruppo delle nane bianche.



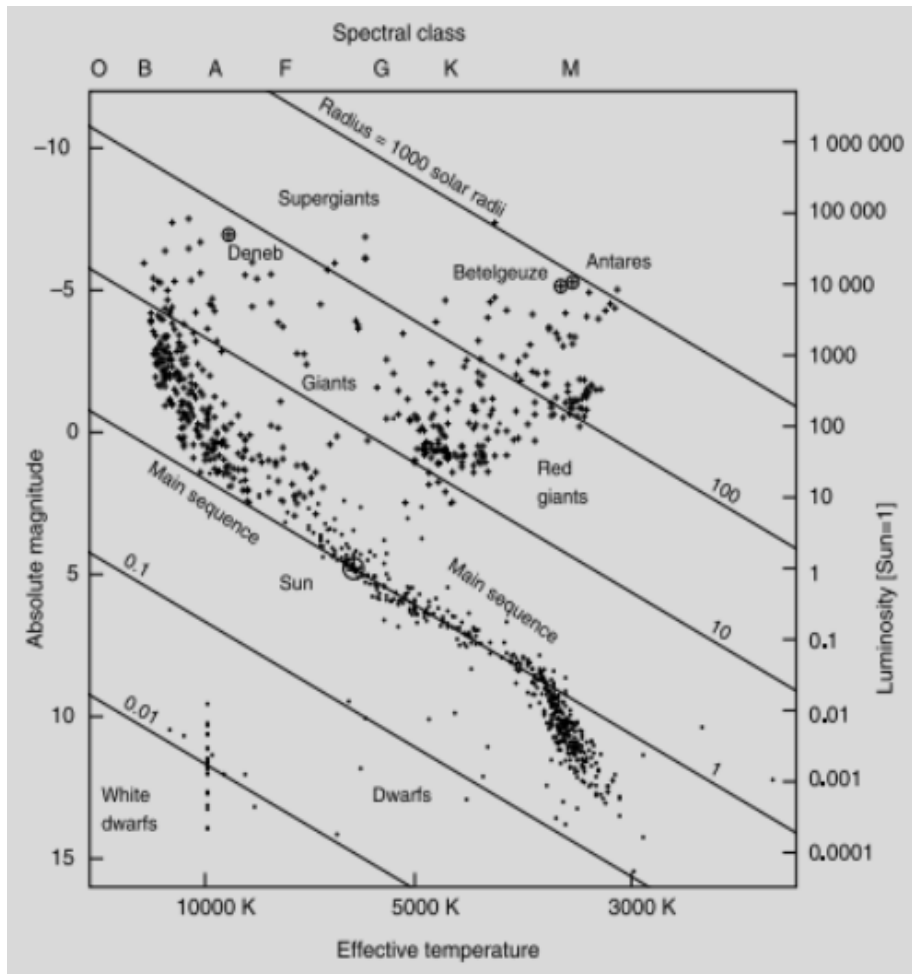


Figura 12: Diagramma HR

# Bibliografia

- [1] Hannu Karttunen, Pekka Kröger, Heikki Oja, Markku Poutanen, Karl Joan Donner. *Fundamental Astronomy*. Springer, 2017.
- [2] Bradley W. Carroll, Dale A. Ostlie. *An Introduction to Modern Astrophysics*. Cambridge University Press, 2017.
- [3] James B. Kaler. *Stars and their Spectra: An Introduction to the Spectral Sequence*. Cambridge University Press, 1989.
- [4] Francesco R. Ferraro. *Appunti del corso "Astrofisica stellare"*.
- [5] Daniele Dallacasa. *Appunti del corso "Processi di radiazione e MHD"*.
- [6] Tim J. Harries and Ian D. Howarth. Spectropolarimetric Observations of WR 137. *apss*, 221(1-2):L365-L368, November 1994. doi: 10.1007/BF01091167.