

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:
Giacomo Ravelli

Relatore:
Chiar.ma Prof.ssa
Marcella Brusa

Anno accademico 2025–2026

Indice

Introduzione	1
1 Emissione e spettro stellare	2
1.1 Radiazione di corpo nero e legge di Wien	2
1.2 Spettri stellari: continuo e righe	3
1.3 Il ruolo della temperatura	5
2 Le classificazioni spettrali	7
2.1 La classificazione di Secchi	7
2.2 La classificazione di Harvard	7
2.2.1 La sequenza OBAFGKM	8
2.2.2 Altre classi spettrali	10
2.3 La classificazione di Yerkes	11
3 Il diagramma di Hertzsprung-Russell	13

Introduzione

Le stelle costituiscono uno degli oggetti di studio principali dell'astrofisica. Nonostante la loro enorme distanza renda difficile osservarne direttamente la superficie, la radiazione che esse emettono contiene numerose informazioni sulle loro proprietà fisiche. L'analisi della radiazione stellare rappresenta quindi uno strumento per comprendere natura, struttura ed evoluzione.

In particolare, la spettroscopia permette di scomporre la luce proveniente da una stella nelle sue diverse lunghezze d'onda, ottenendo uno spettro. La distribuzione del continuo e la presenza di *righe di assorbimento e/o emissione* consentono di ricavare informazioni sulla temperatura superficiale, sulla composizione chimica e sulle condizioni fisiche dell'atmosfera stellare. Quindi lo spettro può essere considerato una traccia osservativa delle caratteristiche della stella.

La classificazione spettrale nasce come metodo empirico per ordinare gli spettri stellari in base alle loro caratteristiche osservabili; con lo sviluppo della fisica atomica e della teoria della radiazione, tale ordinamento assunse però un significato fisico più profondo: le differenze tra gli spettri sono legate principalmente alla temperatura della fotosfera e allo stato di eccitazione e ionizzazione degli elementi presenti nell'atmosfera stellare.

L'obiettivo di questo elaborato è descrivere i principi della classificazione spettrale delle stelle, mettendo in evidenza il legame tra osservazione spettroscopica e proprietà fisiche stellari. Verranno presentati i principali sistemi di classificazione, la classificazione di Secchi, quella di Harvard e la classificazione di Yerkes.

Infine, sarà discusso il ruolo della classificazione spettrale nel diagramma di Hertzsprung-Russell, strumento fondamentale per collegare temperatura, luminosità e fase evolutiva delle stelle. In questo modo si mostrerà come la classificazione spettrale non sia soltanto una nomenclatura, ma un metodo per trasformare la luce delle stelle in informazioni fisiche.

Capitolo 1

Emissione e spettro stellare

1.1 Radiazione di corpo nero e legge di Wien

Un corpo nero è un oggetto ideale che, all'equilibrio termico, assorbe tutta la radiazione incidente e riemette energia con uno spettro che dipende solo dalla sua temperatura. L'intensità della radiazione emessa alle diverse lunghezze d'onda è descritta dalla legge di Planck:

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/(\lambda kT)} - 1} \quad [\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ sr}^{-1} \text{ cm}^{-1}] \quad (1.1)$$

dove k è la costante di Boltzmann, c è la velocità della luce e h è la costante di Planck, con

$$k = 1,38 \times 10^{-16} \text{ erg K}^{-1}, \quad h = 6,6 \times 10^{-27} \text{ erg s.}$$

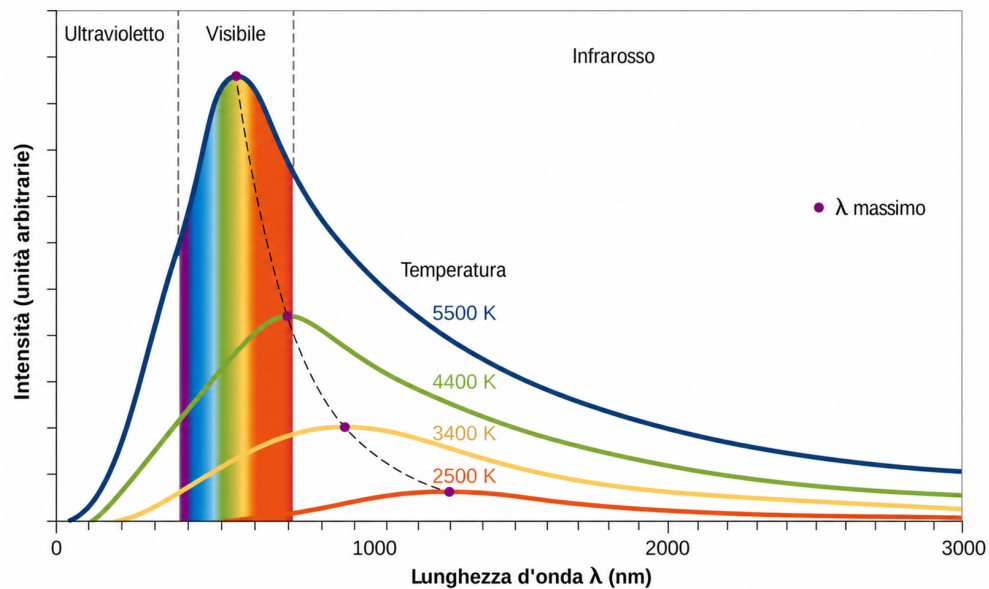


Figura 1.1: Curve di emissione di corpo nero per diverse temperature.

Dal grafico 1.1 si osserva che, all'aumentare della temperatura, il massimo della curva di emissione si sposta verso lunghezze d'onda minori. Questo comportamento è descritto dalla legge dello spostamento di Wien:

$$\lambda_{\max} = \frac{0.29}{T} [cm] \quad (1.2)$$

dove $\lambda_{\max}$ è la lunghezza d'onda alla quale l'emissione è massima.

La legge di Wien mostra quindi che temperatura e lunghezza d'onda del massimo di emissione sono inversamente proporzionali. Un corpo a temperatura più elevata emette il massimo della radiazione a lunghezze d'onda più corte, mentre un corpo più freddo presenta il massimo a lunghezze d'onda maggiori. Nel caso delle stelle, questo risultato permette di collegare la temperatura superficiale al colore osservato: stelle più calde hanno un colore blu-bianco, mentre stelle più fredde appaiono rosse.

Le stelle, tuttavia, non sono corpi neri perfetti. Il loro spettro non è costituito soltanto da un continuo regolare, ma presenta righe di assorbimento e, in alcuni casi, righe di emissione, dovute all'interazione della radiazione con gli atomi e le molecole presenti negli strati esterni. Inoltre, una stella non si trova in equilibrio termodinamico globale, poiché al suo interno esistono gradienti di temperatura e densità.

Nonostante queste differenze, il continuo dello spettro stellare può essere spesso approssimato con una curva di corpo nero. In particolare, la radiazione osservata proviene principalmente dalla fotosfera, regione dalla quale la luce riesce a propagarsi verso l'esterno. La temperatura associata a questa emissione è detta temperatura efficace, cioè la temperatura del corpo nero che emetterebbe la stessa energia per unità di superficie della stella.

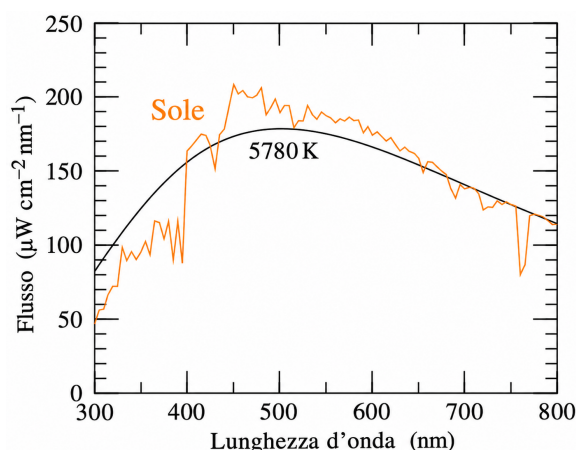


Figura 1.2: Confronto tra il flusso spettrale osservato del Sole e la curva di corpo nero a temperatura circa 5780 K.

1.2 Spettri stellari: continuo e righe

Una stella può essere descritta, in prima approssimazione, come un corpo celeste autogravitante costituito da gas ionizzato, o plasma, che emette energia sotto forma di radiazione elettromagnetica.

La radiazione che osserviamo non proviene direttamente dalle regioni centrali, dove viene prodotta l'energia, ma dagli strati più esterni, in particolare dalla fotosfera.

Scomponendo la luce stellare mediante un prisma o un reticolo di diffrazione si ottiene uno spettro, cioè la distribuzione dell'intensità della radiazione in funzione della lunghezza d'onda. Uno spettro stellare presenta generalmente un continuo, simile a quello di un corpo nero, sul quale sono sovrapposte righe di assorbimento o, in alcuni casi, righe di emissione. Le righe spettrali sono prodotte dall'interazione tra radiazione e materia. Ogni elemento chimico assorbe o emette radiazione a lunghezze d'onda caratteristiche, legate alla struttura quantizzata dei suoi livelli energetici.

L'interazione tra radiazione e materia negli strati esterni della stella è alla base della formazione delle righe spettrali. Gli elettroni degli atomi presenti nell'atmosfera stellare possono assorbire fotoni solo se l'energia della radiazione corrisponde alla differenza tra due stati energetici consentiti. Nel caso di una transizione *bound-bound*, l'elettrone rimane legato all'atomo ma passa da un livello energetico ad un altro. In una transizione *bound-free*, invece, l'assorbimento del fotone provoca la ionizzazione dell'atomo, cioè la liberazione dell'elettrone. Esistono anche processi *free-free*, nei quali un elettrone libero assorbe radiazione durante l'interazione con uno ione.

Poiché l'energia di un fotone è legata alla sua lunghezza d'onda dalla relazione

$$E = \frac{hc}{\lambda}, \quad (1.3)$$

solo fotoni di determinate lunghezze d'onda possono produrre specifiche transizioni atomiche. Per questo motivo l'assorbimento non avviene in modo continuo su tutto lo spettro, ma soltanto in corrispondenza di particolari lunghezze d'onda, che appaiono come righe scure sovrapposte al continuo.

Dopo l'assorbimento, l'atomo si trova in uno stato eccitato generalmente instabile. L'elettrone tende quindi a ritornare verso stati di energia inferiore, riemettendo radiazione. Tuttavia, poiché questa riemissione avviene in direzioni casuali, lungo la direzione di osservazione si registra una diminuzione dell'intensità a quella lunghezza d'onda. Questo processo è all'origine delle righe di assorbimento osservate negli spettri stellari.

Nel caso di atomi idrogenoidi, l'energia necessaria per una transizione tra due livelli può essere espressa come

$$E_{n,m} = 13,6 Z^2 \left(\frac{1}{n^2} - \frac{1}{m^2} \right) [\text{eV}], \quad (1.4)$$

dove Z è il numero atomico, mentre n e m sono i numeri quantici principali dei due livelli energetici coinvolti, con $m > n$ nel caso di assorbimento.

Un meccanismo analogo vale anche per le molecole, che presentano però una struttura energetica più complessa. Oltre alle transizioni elettroniche, infatti, le molecole possono assorbire radiazione attraverso transizioni rotazionali e vibrazionali, oppure dissociarsi in atomi. Per questo motivo negli spettri delle stelle più fredde, dove le molecole possono sopravvivere nell'atmosfera, compaiono spesso bande molecolari molto evidenti.

Oltre alla posizione delle righe nello spettro, anche la loro forma contiene informazioni sulle condizioni fisiche dell'atmosfera stellare. In condizioni ideali una transizione atomica produrrebbe una riga estremamente sottile, localizzata a una precisa lunghezza d'onda. Negli spettri reali, invece, le righe hanno una larghezza finita, dovuta a diversi meccanismi di allargamento:

- **Allargamento naturale.** Questo effetto è legato al tempo finito di permanenza dell'atomo in uno stato eccitato. Secondo il principio di indeterminazione di Heisenberg, un'incertezza sul tempo di vita dello stato produce un'incertezza sull'energia della transizione:

$$\Delta E \Delta t \gtrsim \frac{\hbar}{2}. \quad (1.5)$$

- **Allargamento Doppler.** È dovuto al moto termico degli atomi e degli ioni nell'atmosfera stellare. Le particelle che si muovono verso l'osservatore assorbono o emettono radiazione a lunghezze d'onda leggermente minori di quella a riposo, mentre quelle

che si allontanano producono uno spostamento verso lunghezze d'onda maggiori. La variazione relativa di lunghezza d'onda è data, nel limite non relativistico, da

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v}{c}, \quad (1.6)$$

dove λ_0 è la lunghezza d'onda a riposo della transizione, v è la componente della velocità lungo la linea di vista e c è la velocità della luce. In un gas in equilibrio termico le velocità delle particelle seguono la distribuzione di Maxwell-Boltzmann. La larghezza Doppler dipende quindi dalla temperatura e dalla massa delle particelle:

$$\Delta\lambda_D = \frac{\lambda_0}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}}, \quad (1.7)$$

dove m è la massa della particella assorbente. Questa relazione mostra che l'allargamento Doppler aumenta con la temperatura ed è maggiore per particelle più leggere. Il profilo corrispondente ha forma gaussiana e agisce soprattutto sul nucleo della riga.

- **Allargamento collisionale.** Detto anche allargamento di pressione, è causato dalle interazioni tra particelle vicine. Gli urti e i campi elettrici prodotti da atomi e ioni circostanti perturbano i livelli energetici, modificando leggermente l'energia delle transizioni. Questo effetto diventa più importante negli ambienti ad alta densità e pressione. In modo qualitativo, la larghezza della riga cresce con la frequenza degli urti:

$$\Delta\nu_{\text{coll}} \propto \frac{1}{\tau_{\text{coll}}}, \quad (1.8)$$

dove τ_{coll} rappresenta il tempo medio tra due collisioni successive.

La forma osservata di una riga spettrale è quindi il risultato della combinazione di questi diversi contributi. L'allargamento Doppler agisce soprattutto sul core della riga, mentre l'allargamento naturale e quello collisionale contribuiscono maggiormente alle ali. La combinazione tra profilo Doppler e profilo di smorzamento è descritta dal profilo di Voigt.

1.3 Il ruolo della temperatura

La presenza e l'intensità delle righe spettrali non dipendono soltanto dall'abbondanza degli elementi chimici presenti nell'atmosfera stellare. Un elemento può infatti essere molto abbondante, ma produrre righe deboli o assenti se gli atomi non si trovano nello stato energetico adatto alla transizione osservata. Per questo motivo la temperatura dell'atmosfera stellare svolge un ruolo fondamentale nella formazione dello spettro.

La distribuzione degli atomi tra diversi livelli di eccitazione è descritta dall'equazione di Boltzmann. Per due livelli energetici i e j , il rapporto tra il numero di atomi nei due stati è dato da

$$\frac{N_j}{N_i} = \frac{g_j}{g_i} e^{-\frac{E_j - E_i}{kT}}, \quad (1.9)$$

dove N_i e N_j sono le popolazioni dei due livelli, g_i e g_j i rispettivi pesi statistici, E_i e E_j le energie dei livelli, k la costante di Boltzmann e T la temperatura.

Questa relazione mostra che, al crescere della temperatura, aumenta la probabilità che gli atomi si trovino in stati eccitati. Di conseguenza, alcune righe diventano più intense solo in determinati intervalli di temperatura.

Oltre all'eccitazione, la temperatura influenza anche lo stato di ionizzazione degli atomi. Il rapporto tra il numero di atomi ionizzati e neutri è descritto dall'equazione di Saha:

$$\log \frac{N_{j+1}}{N_j} = -0,176 - \log P_e + \log \frac{U_{j+1}(T)}{U_j(T)} + 2,5 \log T - \frac{5040}{T} \chi_{\text{ion}}. \quad (1.10)$$

dove N_{j+1} è il numero di atomi nello stato di ionizzazione $j + 1$, N_j il numero di atomi nello stato di ionizzazione j , P_e è la pressione elettronica, $U_j(T)$ e $U_{j+1}(T)$ sono le funzioni di partizione dei due stati di ionizzazione, T è la temperatura e χ_{ion} è il potenziale di ionizzazione espresso in elettronvolt.

Un esempio significativo è fornito dalle righe di Balmer dell'idrogeno, che corrispondono a transizioni in cui è coinvolto il livello energetico $n = 2$. L'idrogeno è l'elemento più abbondante nelle stelle, ma le righe di Balmer non sono ugualmente intense in tutti gli spettri stellari. Nelle stelle troppo fredde, pochi atomi di idrogeno possiedono elettroni nel livello $n = 2$, quindi le transizioni della serie di Balmer sono poco probabili. Nelle stelle troppo calde, invece, una parte significativa dell'idrogeno è ionizzata, e quindi non può produrre righe di Balmer. Le righe risultano massime nelle stelle di tipo A, dove la temperatura è sufficiente a popolare il livello $n = 2$ senza ionizzare completamente l'idrogeno.

Le considerazioni precedenti permettono di comprendere perché gli spettri stellari cambino in modo sistematico al variare della temperatura. La presenza e l'intensità delle righe non dipendono soltanto dall'abbondanza degli elementi, ma dallo stato di eccitazione e ionizzazione degli atomi nell'atmosfera stellare. Questo effetto è evidente confrontando spettri di stelle appartenenti a diverse classi spettrali.

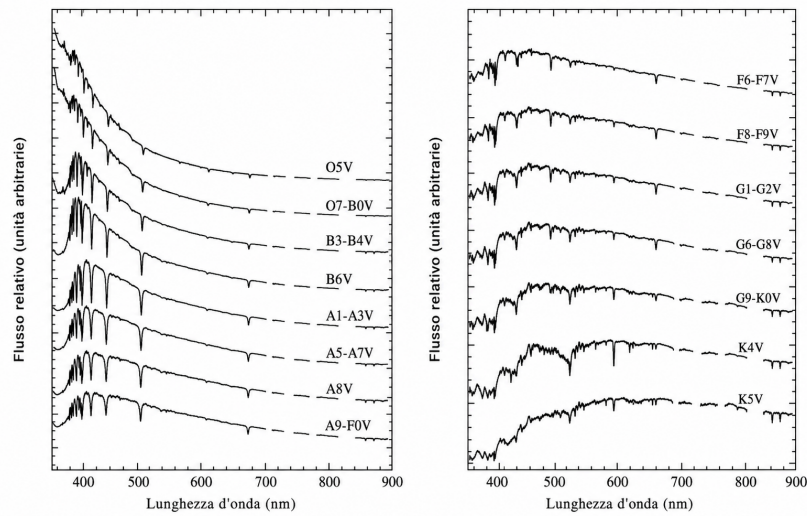


Figura 1.3: Confronto tra spettri stellari di diverse classi spettrali. A sinistra sono rappresentate stelle più calde, dalle classi O alle prime classi F; a destra stelle più fredde, dalle classi F alle K.

Nella figura 1.3 si nota che variazioni nella forma del continuo e nell'intensità delle righe di assorbimento riflettono il diverso stato di eccitazione e ionizzazione degli atomi nell'atmosfera stellare. La temperatura determina quindi quali specie atomiche e molecolari siano osservabili nello spettro e con quale intensità. Questo spiega perché la sequenza spettrale non rifletta semplicemente differenze di composizione chimica, ma rappresenti soprattutto una sequenza di temperatura. Su questo principio si basa la classificazione spettrale di Harvard, discussa nel capitolo successivo.

Capitolo 2

Le classificazioni spettrali

2.1 La classificazione di Secchi

Secchi individuò inizialmente tre classi principali, alle quali se ne aggiunsero poi altre due:

- **Classe I:** stelle bianche o azzurre, come Vega, con righe dell'idrogeno intense;
- **Classe II:** stelle gialle simili al Sole, con righe dell'idrogeno meno marcate e numerose righe metalliche;
- **Classe III:** stelle rosse, come Betelgeuse e Antares, con bande larghe e complesse;
- **Classe IV:** stelle rosse con bande caratteristiche del carbonio;
- **Classe V:** stelle con righe di emissione.

Pur essendo superata, la classificazione di Secchi rappresenta il primo passo verso l'idea moderna di classificare le stelle attraverso lo spettro.

2.2 La classificazione di Harvard

La classificazione di Harvard rappresenta la base della classificazione spettrale moderna. Essa nacque tra la fine del XIX e l'inizio del XX secolo presso l'Harvard College Observatory, dove Edward C. Pickering e il suo gruppo analizzarono un grande numero di spettri stellari fotografici. Un ruolo fondamentale fu svolto da Williamina Fleming e, successivamente, da Annie Jump Cannon, che riorganizzò le classi spettrali dando origine alla sequenza ancora oggi utilizzata.

Inizialmente le stelle vennero ordinate in base all'intensità delle righe dell'idrogeno, in particolare della serie di Balmer. Le classi erano indicate con lettere dell'alfabeto, ma non seguivano ancora un ordine fisico corretto. Annie Jump Cannon semplificò e riordinò il sistema, eliminando alcune classi ridondanti e disponendo le principali classi nella sequenza

$$O - B - A - F - G - K - M.$$

Solo in seguito si comprese che tale sequenza corrisponde a un ordine di temperatura superficiale decrescente, dalle stelle più calde di classe O alle stelle più fredde di classe M.

Per ragioni storiche, le stelle appartenenti alle classi più calde della sequenza sono dette *early type*, mentre quelle delle classi più fredde sono chiamate *late type*. Tali termini risalgono

a un'interpretazione ormai superata, secondo cui l'evoluzione stellare procedeva dai tipi spettrali caldi verso quelli freddi.

L'interpretazione fisica della sequenza fu chiarita grazie allo sviluppo della fisica atomica e al lavoro di Cecilia Payne, che mostrò come le differenze tra gli spettri stellari fossero dovute principalmente alla temperatura e non a grandi differenze di composizione chimica. Le stelle risultano infatti composte in larga parte da idrogeno ed elio, mentre la diversa intensità delle righe dipende dallo stato di eccitazione e ionizzazione degli atomi nell'atmosfera stellare.

Ogni classe spettrale è ulteriormente suddivisa in dieci sottoclassi, indicate con numeri da 0 a 9. Per esempio, una stella di tipo A0 è più calda di una stella A9, mentre una F0 è leggermente più fredda di una A9. In questo modo la classificazione permette una descrizione più continua della temperatura superficiale.

2.2.1 La sequenza OBAFGKM

La sequenza di Harvard non è soltanto un ordinamento convenzionale degli spettri, ma riflette principalmente una variazione di temperatura superficiale. Procedendo dalle classi O alle classi M, la temperatura diminuisce e cambiano le specie atomiche o molecolari che producono le righe più evidenti. Questo avviene perché la temperatura determina lo stato di eccitazione e ionizzazione degli atomi presenti nell'atmosfera stellare.

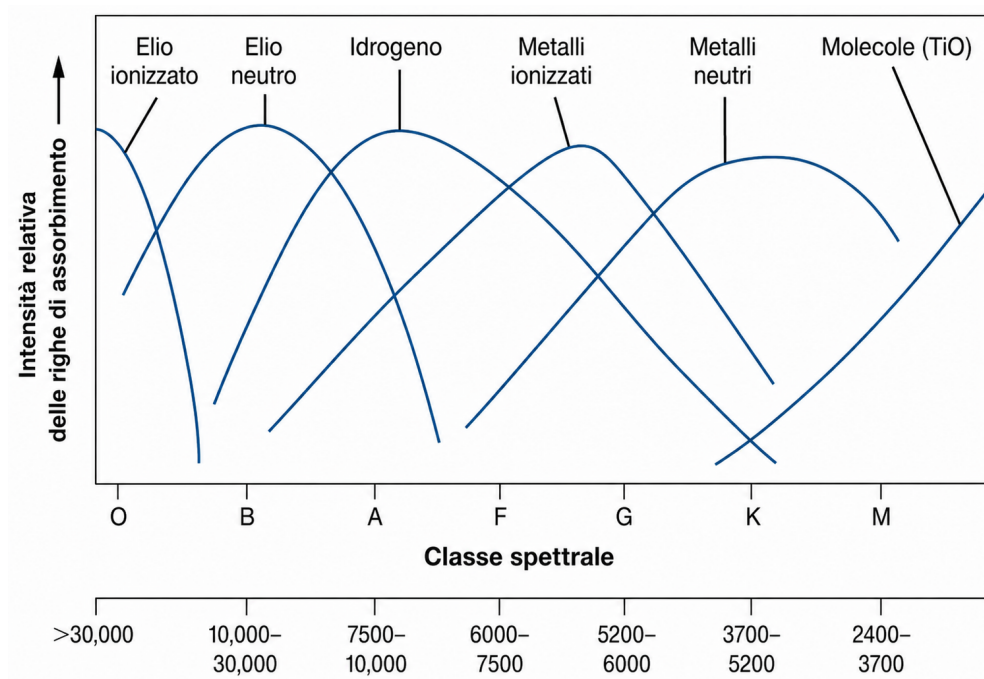


Figura 2.1: Intensità relativa delle righe di assorbimento di diverse specie chimiche in funzione della classe spettrale.

Come mostrato in Figura 2.1, nelle stelle più calde, appartenenti alle classi O e B, sono particolarmente importanti le righe dell'elio ionizzato e neutro. Le righe dell'idrogeno, in particolare quelle della serie di Balmer, raggiungono invece la massima intensità nelle stelle di classe A: a temperature inferiori pochi atomi hanno elettroni nel livello energetico necessario, mentre a temperature superiori una frazione maggiore dell'idrogeno è ionizzata.

Procedendo verso classi più fredde, F, G e K, diventano più evidenti le righe dei metalli ionizzati e poi dei metalli neutri. Nelle stelle di classe M, infine, la temperatura è sufficientemente bassa da permettere la formazione di molecole nell'atmosfera stellare; per questo motivo compaiono bande molecolari, come quelle dell'ossido di titanio TiO. La figura evidenzia quindi che la classificazione spettrale è strettamente legata alla temperatura e alle condizioni fisiche dell'atmosfera stellare.

Le caratteristiche principali delle classi della sequenza O-B-A-F-G-K-M sono riassunte nella Tabella 2.1.

Classe	Colore	T [K]	Caratteristiche principali	Esempi
O	blu	> 30000	Elio ionizzato e neutro; idrogeno debole; elementi fortemente ionizzati.	10 Lacertae
B	blu-bianco	10000 – 30000	Elio neutro evidente; righe dell'idrogeno intense; elementi ionizzati.	Rigel, Spica
A	bianco	7500 – 10000	Righe di Balmer dell'idrogeno alla massima intensità; calcio ionizzato e metalli ionizzati deboli.	Sirio, Vega
F	bianco-giallo	6000 – 7500	Idrogeno più debole; calcio ionizzato intenso; molte righe di metalli ionizzati.	Canopo, Procione
G	giallo	5200 – 6000	Idrogeno debole; calcio ionizzato, sodio e numerose righe metalliche. Il Sole è G2.	Sole, Capella
K	arancione	3700 – 5200	Idrogeno molto debole; righe di metalli neutri dominanti; calcio e sodio evidenti.	Arturo, Aldebaran
M	rosso	2400 – 3700	Metalli neutri e forti bande molecolari, soprattutto ossido di titanio TiO.	Betelgeuse, Antares

Tabella 2.1: Caratteristiche principali delle classi spettrali della sequenza di Harvard.

Nella tabella 2.1 sono riassunte per ogni classe spettrale: colore (*convenzionale*), temperatura, caratteristiche principali e alcuni esempi di stelle conosciute. In particolare vengono descritte le classi in funzione della presenza di idrogeno, così come è stato fatto durante la classificazione originale di Harvard attraverso la serie di Balmer dell'idrogeno. Anche da qui si può notare il ruolo fondamentale delle equazioni 1.9 e 1.10 utili per capire la composizione chimica.

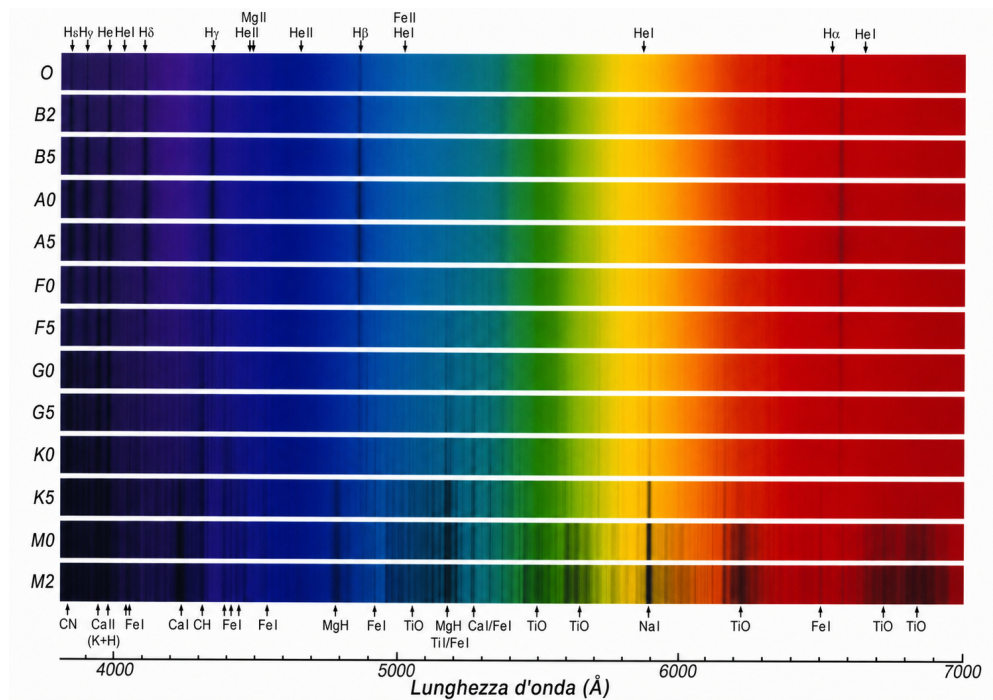


Figura 2.2: Spettri delle principali classi di stelle nella classificazione di Harvard.

La Figura 2.2 mostra in modo diretto come l'aspetto degli spettri cambi lungo la sequenza spettrale. Nelle classi più calde, come O e B, la distribuzione del continuo è più spostata verso il blu e l'ultravioletto rispetto alle stelle più fredde e sono presenti righe associate all'elio e a specie ionizzate.

Nelle stelle di classe A le righe dell'idrogeno della serie di Balmer risultano particolarmente marcate: tra queste compaiono $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$.

Nelle classi F, G e K aumentano progressivamente le righe dovute ai metalli neutri e ionizzati, come Ca II, Fe I, Fe II, Mg I e Na I.

Procedendo verso le classi più fredde, in particolare M, lo spettro diventa più complesso e compaiono bande molecolari estese. Questo avviene perché, a temperature più basse, alcune molecole possono sopravvivere negli strati esterni dell'atmosfera stellare. La figura evidenzia quindi il passaggio da spettri dominati da righe atomiche relativamente isolate a spettri più ricchi di assorbimenti metallici e molecolari.

2.2.2 Altre classi spettrali

Accanto alla sequenza O-B-A-F-G-K-M, la classificazione spettrale moderna comprende ulteriori classi introdotte per descrivere stelle e oggetti che non rientrano pienamente nella sequenza originaria. Alcune di esse rappresentano un'estensione verso temperature più basse, mentre altre sono legate a particolari caratteristiche chimiche dell'atmosfera stellare.

- **Classi C e S.** Indicano stelle fredde evolute con composizione chimica peculiare. Le stelle di classe C, dette anche stelle al carbonio, presentano bande molecolari dovute a composti del carbonio, come CN e C_2 . Le stelle di classe S mostrano invece caratteristiche intermedie tra le stelle M e le stelle C e sono riconoscibili per la presenza di bande associate all'ossido di zirconio, ZrO.
- **Classi L, T e Y.** Estendono la classificazione verso oggetti progressivamente più freddi delle stelle di classe M. Esse sono utilizzate soprattutto per nane brune e

oggetti substellari. Nelle classi L diventano importanti gli idruri metallici e condensati atmosferici; nelle classi T compaiono forti bande del metano CH_4 ; nelle classi Y si osservano oggetti ancora più freddi ($T < 700 \text{ K}$), con molecole come H_2O , CH_4 e NH_3 .

Un caso distinto è rappresentato dalle stelle Wolf-Rayet, spesso indicate con la sigla WR. Si tratta di stelle molto calde, massicce ed evolute, caratterizzate da forti venti stellari e da spettri dominati da righe di emissione larghe. I principali sottotipi sono WN, WC e WO, associati rispettivamente alla presenza dominante di azoto, carbonio e ossigeno.

Oltre alle classi già citate, nella letteratura si incontrano anche altre lettere associate a oggetti particolari o a classificazioni oggi in parte superate. La classe D è utilizzata per le nane bianche, oggetti stellari degeneri che non appartengono alla sequenza principale. Essa è suddivisa in sottoclassi, come DA, DB, DO, DQ e DZ, in base alle righe dominanti nello spettro e quindi alla composizione dell'atmosfera.

Le classi R e N erano invece utilizzate storicamente per stelle al carbonio: la classe R indicava stelle carboniose meno fredde, mentre la classe N comprendeva stelle al carbonio più fredde e rosse. Nella classificazione moderna queste classi sono state in gran parte riunite nella classe C, con sottotipi come C-R e C-N.

Le classi P e Q sono meno comuni e sono legate a oggetti peculiari: P è stata usata per stelle associate a nebulose planetarie, mentre Q per oggetti come le novae. Si tratta quindi di categorie particolari, non di una continuazione regolare della sequenza O-B-A-F-G-K-M.

Riassumendo, la sequenza classica della classificazione di Harvard è

$$\text{O} - \text{B} - \text{A} - \text{F} - \text{G} - \text{K} - \text{M},$$

ordinata per temperatura superficiale decrescente. A essa si affiancano le classi

$$\text{L} - \text{T} - \text{Y},$$

che estendono la classificazione verso oggetti più freddi delle stelle M, e le classi

$$\text{C} - \text{S},$$

associate a stelle fredde evolute con composizione chimica peculiare. Le stelle Wolf-Rayet, indicate con WR, costituiscono invece una categoria distinta di stelle calde ed evolute, caratterizzate da forti righe di emissione.

2.3 La classificazione di Yerkes

La classificazione di Harvard permette di ordinare le stelle in base alla temperatura superficiale, ma non distingue completamente stelle che, pur avendo temperature simili, possiedono luminosità e dimensioni molto diverse. Per questo motivo fu introdotta la classificazione di Yerkes, nota anche come sistema Morgan-Keenan o sistema MK, sviluppata da William W. Morgan e Philip C. Keenan presso lo Yerkes Observatory.

Il sistema MK affianca al tipo spettrale una classe di luminosità indicata con numeri romani. Questa informazione è legata alla luminosità intrinseca della stella e, indirettamente, al suo raggio e alla gravità superficiale. Stelle con lo stesso tipo spettrale possono infatti avere temperature simili, ma appartenere a regioni diverse del diagramma H-R, come la sequenza principale, il ramo delle giganti o quello delle supergiganti.

Le principali classi di luminosità sono:

- **I:** supergiganti;
 - **Ia:** supergiganti molto luminose;
 - **Ib:** supergiganti meno luminose;
- **II:** giganti brillanti;
- **III:** giganti;
- **IV:** subgiganti;
- **V:** stelle di sequenza principale, dette anche nane;
- **VI:** subnane;
- **VII:** nane bianche.

La distinzione tra queste classi è possibile perché la luminosità e la gravità superficiale influenzano la forma e l'intensità delle righe spettrali. A parità di temperatura, una gigante possiede un raggio molto maggiore rispetto a una stella di sequenza principale; di conseguenza la sua atmosfera è meno densa e la gravità superficiale è minore. Questo produce differenze osservabili nella larghezza e nell'intensità di alcune righe, permettendo di distinguere stelle con lo stesso tipo spettrale ma diversa classe di luminosità.

La classificazione completa di una stella combina quindi tipo spettrale e classe di luminosità. Betelgeuse, ad esempio, è una supergigante rossa di tipo circa M1–M2 Ia. Il Sole, invece, è classificato come G2V: la sigla G2 indica il tipo spettrale, associato alla temperatura superficiale, mentre V indica che si tratta di una stella di sequenza principale.

Il legame tra luminosità, raggio e temperatura efficace è espresso dalla legge di Stefan-Boltzmann applicata a una stella:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4, \quad (2.1)$$

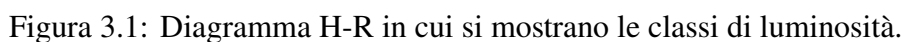
dove L è la luminosità, R il raggio stellare, T_{eff} la temperatura efficace mentre la costante di Stefan-Boltzmann è $\sigma = 5,67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4}$.

Questa relazione mostra che due stelle con la stessa temperatura superficiale possono avere luminosità molto diverse, se possiedono raggi differenti. Una gigante o una supergigante, avendo un raggio molto maggiore rispetto a una stella di sequenza principale della stessa classe spettrale, emette una luminosità totale molto più elevata.

Il sistema di Yerkes completa quindi la classificazione di Harvard, aggiungendo un'informazione fondamentale sulla luminosità e sullo stato evolutivo della stella. Questa distinzione diventa particolarmente chiara nel diagramma di Hertzsprung-Russell, dove stelle con temperature simili possono occupare regioni diverse a seconda della loro luminosità.

Il diagramma di Hertzsprung-Russell

Il diagramma H-R permette quindi di interpretare in modo fisico la classificazione spettrale. La classificazione di Harvard fornisce principalmente un'indicazione della temperatura, mentre la classificazione di Yerkes aggiunge l'informazione sulla luminosità. La combinazione di questi due elementi consente di collocare una stella nel diagramma e di distinguerne lo stato evolutivo. Ad esempio, una stella di tipo G appartenente alla classe di luminosità V, come il Sole, si trova sulla sequenza principale; una stella con temperatura simile ma classe di luminosità III occupa invece la regione delle giganti.



Nel diagramma H-R la luminosità, o la magnitudine assoluta, è riportata sull'asse verticale, mentre la temperatura superficiale o il tipo spettrale sono riportati sull'asse orizzontale. A differenza di molti grafici, l'asse delle temperature è generalmente orientato in senso decrescente da sinistra verso destra: le stelle più calde, di classe O e B, si trovano quindi a sinistra, mentre le stelle più fredde, di classe K e M, si trovano a destra.

La maggior parte delle stelle si dispone lungo una fascia diagonale chiamata sequenza principale, che si estende dalle stelle calde e luminose in alto a sinistra fino alle stelle fredde e poco luminose in basso a destra. Le stelle di sequenza principale sono oggetti che producono energia attraverso la fusione dell'idrogeno nel nucleo. In questa regione la massa svolge un ruolo fondamentale: stelle più massicce sono più calde, più luminose e consumano più rapidamente il proprio combustibile nucleare, mentre stelle di massa minore sono più fredde, meno luminose e hanno tempi di vita molto più lunghi.

Al di fuori della sequenza principale si trovano altre regioni importanti. In alto a destra sono presenti le giganti e le supergiganti rosse: queste stelle hanno temperature superficiali relativamente basse, ma luminosità elevate a causa del loro grande raggio. In basso a sinistra si trovano invece le nane bianche, stelle molto calde ma poco luminose, poiché possiedono dimensioni molto ridotte.

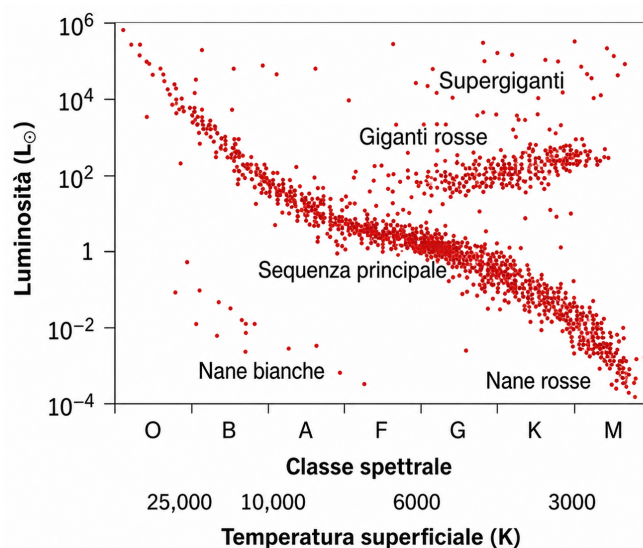


Figura 3.2: Diagramma H-R in cui si mostra la disposizione delle principali tipologie di stelle.

A parità di temperatura, una stella con raggio maggiore ha luminosità più elevata e si colloca più in alto nel diagramma. Questo spiega perché le giganti rosse risultano molto luminose, mentre le nane bianche hanno luminosità ridotta.

Il diagramma H-R non è soltanto uno strumento di classificazione, ma anche un mezzo per studiare l'evoluzione stellare. Durante la sua vita una stella cambia temperatura, luminosità e raggio, spostandosi in regioni diverse del diagramma. La posizione di una stella nel diagramma H-R permette quindi di ricavare informazioni sulla sua fase evolutiva e, nel caso degli ammassi stellari, anche sull'età della popolazione osservata.

In conclusione, il diagramma di Hertzsprung-Russell rappresenta il punto di raccordo tra classificazione spettrale e struttura stellare. Esso mostra come le informazioni ottenute dallo spettro, in particolare temperatura e luminosità, possano essere utilizzate per comprendere non solo le proprietà osservative delle stelle, ma anche il loro stato fisico e la loro evoluzione.

Bibliografia

- [1] Francesco R. Ferraro, *Appunti di Astrofisica Stellare*.
- [2] Daniele Dallacasa, *Appunti e slide di Processi di radiazione e MHD*
- [3] Andrea Cimatti, *Appunti di Astronomia*.
- [4] H. Karttunen, P. Kröger, H. Oja, M. Poutanen, M. J. Donner, *Fundamental Astronomy*, 6th ed., Springer, 2017.
- [5] A. Fraknoi, D. Morrison, S. C. Wolff, *Astronomy 2e*, OpenStax, 2022, sezione 18.4, *The H-R Diagram*. Disponibile online: <https://openstax.org/books/astronomy-2e/pages/18-4-the-h-r-diagram>.
- [6] A. Fraknoi, D. Morrison, S. C. Wolff, *Astronomy 2e*, OpenStax, 2022, sezione 17.3, *The Spectra of Stars and Brown Dwarfs*. Disponibile online: <https://openstax.org/books/astronomy-2e/pages/17-3-the-spectra-of-stars-and-brown-dwarfs>.
- [7] Wikipedia, per il primo grafico sul diagramma H-R disponibile online: https://it.wikipedia.org/wiki/Classificazione_stellare.
- [8] J. B. Kaler, *Stars and Their Spectra: An Introduction to the Spectral Sequence*, Cambridge University Press, 2011.
- [9] JILA, University of Colorado, *ASTR 1200: Sun*, disponibile online: https://jila.colorado.edu/~ajsh/courses/astr1200_18/sun.html
- [10] Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Wolbach Library, *Modern Stellar Classification Spectra*, in *Stellar Spectra and Quantum Mechanics*, disponibile online: <https://library.cfa.harvard.edu/cecilia-payne-gaposchkin/stellar-spectra-and-quantum-mechanics>