

*Le stelle vanno a scuola*

# Basi Fisiche del Colore

M.Ciani, C.Zamberlan

# 1 Introduzione storica

La storia della spettroscopia inizia nel 1802, quando lo scienziato inglese William Wollaston fece passare un fascio di luce solare prima attraverso una fenditura e poi attraverso un prisma. In questo modo Wollaston riuscì ad ottenere la scomposizione spettrale del fascio luminoso, ovverosia quello che è familiarmente conosciuto come arcobaleno. Osservando il Sole in questo modo, Wollaston notò che lo spettro solare era segnato da diverse linee scure di varia intensità che rimanevano esattamente nella stessa posizione giorno dopo giorno e anno dopo anno. In seguito, nel 1814, Joseph von Fraunhofer le misurò e le catalogò e da qui presero il nome di righe di Fraunhofer. La loro interpretazione fu però possibile solo nel 1859 quando Bunsen e Kirchhoff stabilirono le basi dell'analisi spettrale. In seguito ai loro studi, la situazione era chiara: noi osserviamo la superficie incandescente del Sole attraverso la fredda atmosfera solare che sovrappone le righe scure.

Negli anni 1860-1880 padre Angelo Secchi si rese conto che gli spettri stellari, a parte alcune eccezioni, potevano essere suddivisi in quattro classi ben distinte. La prima classe comprendeva le stelle bianco-azzurre, sostanzialmente prive di righe. La seconda includeva le stelle gialle con tantissime righe molto sottili. Nella terza erano raggruppate le stelle rosso-arancioni che presentavano molte righe sottili, ma anche bande di assorbimento verso il blu. La quarta classe comprendeva invece le stelle rosse che presentavano bande di assorbimento verso la parte rossa dello spettro.

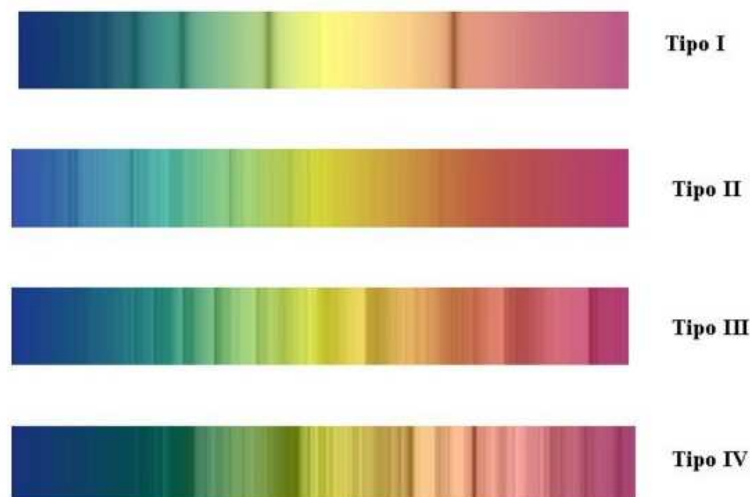


Figura 1: La classificazione in quattro classi di Padre Angelo Secchi

## 2 La luce

La luce è un fenomeno fisico di carattere energetico la cui propagazione avviene nei mezzi che vengono considerati trasparenti alla radiazione elettromagnetica. La teoria ondulatoria della luce interpreta questa radiazione come un'onda elettromagnetica caratterizzata da un'oscillazione del campo elettrico correlata ad un'oscillazione del campo magnetico (tra loro perpendicolari) ortogonali alla direzione di propagazione dell'onda luminosa.

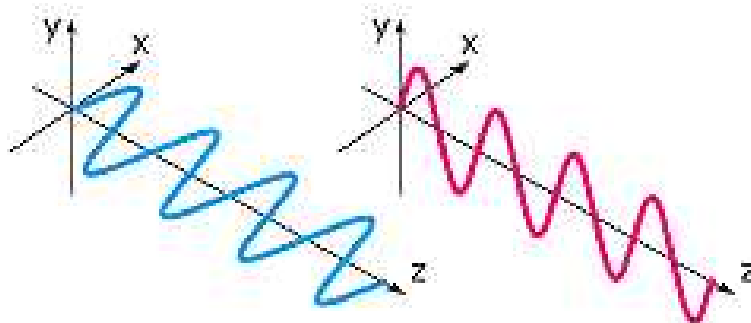


Figura 2: Oscillazione sinusoidale del campo elettrico e magnetico ortogonali alla direzione di propagazione della luce

Un fascio di luce risulta quindi composto da un insieme di onde trasversali, cioè il piano di oscillazione dei campi elettrico e magnetico avvengono su piani ortogonali alla direzione di propagazione del fascio.

La radiazione elettromagnetica è caratterizzata dalle seguenti grandezze fisiche:

- **Lunghezza d'onda** ( $\lambda$ ) è la distanza che separa due massimi successivi
- **Ampiezza** (**A**) è l'altezza del picco della sinusoide e rappresenta l'intensità dell'onda elettromagnetica
- **Frequenza** ( $\nu$ ) è il numero di cicli di oscillazione al secondo

La lunghezza d'onda e la frequenza sono tra loro inversamente proporzionali e sono legate dalla seguente relazione

$$\lambda\nu = c,$$

dove  $c$  indica la velocità della luce, che è una costante e nel vuoto vale approssimativamente 300 000 km/s. Inoltre, tanto minore è la lunghezza d'onda tanto maggiore è l'energia della radiazione.

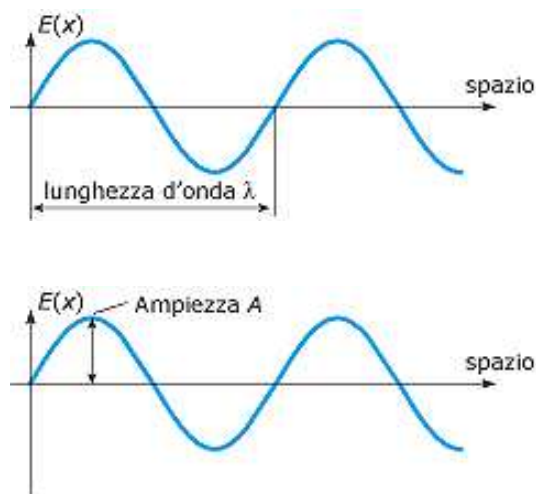


Figura 3: Oscillazione del campo elettromagnetico in funzione della distanza percorsa e visualizzazione della lunghezza d'onda  $\lambda$  e dell'ampiezza  $A$

### 3 Spettro di una sorgente

Si definisce come spettro elettromagnetico di una sorgente, l'insieme di tutte le radiazioni che la sorgente stessa emette. Tali radiazioni giungono assieme all'occhio (o allo strumento) dell'osservatore poichè viaggiano nello spazio alla stessa velocità, indipendentemente dalla loro lunghezza d'onda.

Per analizzare lo spettro di una sorgente luminosa, è necessario isolarne un fascio sottile (per esempio facendolo passare attraverso una fenditura) e farlo attraversare da un prisma. Ciò che si ottiene è la scomposizione del fascio in una sequenza di colori, ovverosia lo spettro della sorgente presa in esame.

Nello spettro, le radiazioni sono ordinate a seconda della loro lunghezza d'onda. Esistono diversi intervalli: radio, infrarosso, visibile, ultravioletto... L'occhio umano è sensibile solo ad una stretta fascia dello spettro, che viene quindi definita come l'intervallo dello spettro visibile, o semplicemente come luce visibile, e che racchiude le radiazioni con lunghezze d'onda tra i 400 nm (nel violetto) e gli 800 nm (nel rosso).

Come accennato in precedenza, gli spettri delle sorgenti stellari presentano diverse righe scure su uno sfondo continuo (e, più raramente, anche delle righe più chiare del continuo). L'analisi condotta da Bunsen e Kirchhoff nella seconda metà del XIX secolo portò a stabilire le basi su cui si fonda l'analisi spettrale:

- un corpo incandescente, solido o liquido, o un gas ad alta pressione e ad alta temperatura presentano uno spettro continuo e privo di righe

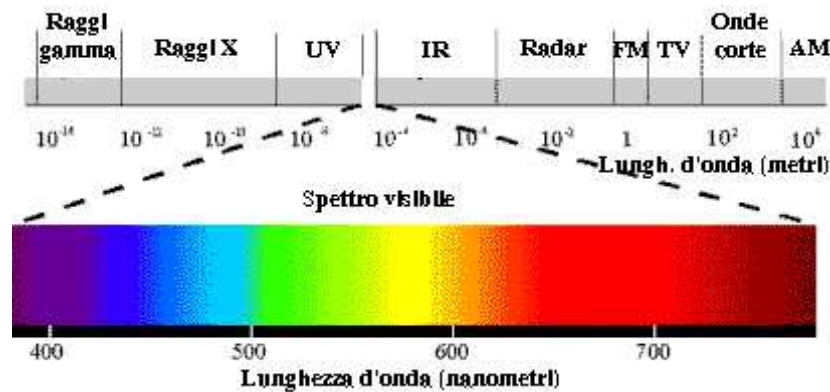


Figura 4: I diversi intervalli dello spettro

- gas a bassa pressione e a bassa temperatura presentano solamente alcune righe di emissione; ciascun elemento chimico è costituito da una successione di righe di emissione che gli sono caratteristiche (cosicché dallo spettro in emissione di un gas è possibile ricavare la sua composizione chimica)
- Se la luce emessa da una sorgente a spettro continuo passa attraverso un gas, lo spettro risultante sarà caratterizzato da uno spettro continuo solcato da una successione di righe scure corrispondenti esattamente a quelle lunghezze d'onda alle quali lo stesso gas avrebbe emesso se si fosse trovato alle opportune condizioni di eccitazione; tali righe scure vengono chiamate righe di assorbimento o righe di Fraunhofer

Per comprendere al meglio la formazione degli spettri è necessario approfondire i meccanismi per mezzo dei quali avviene l'emissione e l'assorbimento della luce. I meccanismi che sono di primario interesse per in campo astronomico sono

- l'emissione continua di corpo nero
- l'emissione e l'assorbimento atomico.

Le analizzeremo ora separatamente.

### 3.1 Emissione di corpo nero

Tutti i corpi, riscaldati, emettono radiazione con uno spettro continuo caratteristico che dipende solo dalla temperatura. E' lo stesso fenomeno che si osserva quando si riscalda una barra di metallo: si verificherà una successione di colori mano a mano che la temperatura cresce, e dal rosso cupo

si giungerà ad un giallo sempre più brillante fino al raggiungimento della temperatura di fusione. Per descrivere la distribuzione lungo lo spettro della radiazione emessa, si ipotizza l'esistenza di un corpo che quando è freddo è perfettamente assorbente a tutte le lunghezze d'onda, e quando viene riscaldato è invece in grado di emettere radiazioni a tutte le lunghezze d'onda. Un corpo con queste caratteristiche prende il nome di corpo nero. Sebbene questo sia un concetto ideale (un vero corpo nero, in natura, non esiste), gli incandescenti plasmi stellari si avvicinano moltissimo a questa modellizzazione.

In un corpo nero, maggiore è l'energia termica contenuta nella materia e maggiore sarà l'energia della radiazione elettromagnetica in equilibrio con la materia. Per questo motivo la radiazione emessa da un corpo freddo avrà lunghezze d'onda maggiori rispetto a quelle emessi da un corpo caldo.

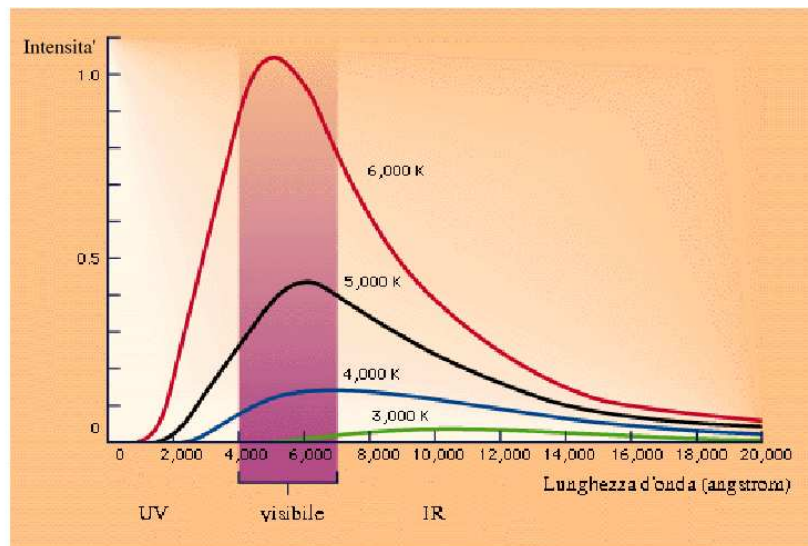


Figura 5: Distribuzione spettrale emessa da un corpo nero a diverse temperature

Da notare come la curva presenti una tipica forma a campana il cui massimo è in relazione alla temperatura del corpo. Inoltre, si noti che al diminuire della temperatura la curva tende ad appiattirsi sempre di più, ad indicare il fatto che l'energia irradiata nello spazio diminuisce.

Le emissioni di corpo nero sono regolate da due leggi piuttosto semplici. La legge di Wien stabilisce una proporzionalità inversa tra la lunghezza d'onda del massimo di emissione e la temperatura del corpo, mentre la legge di Stefan-Boltzman afferma che il flusso di radiazione emesso per unità di superficie è proporzionale alla quarta potenza della temperatura. Questo significa

che una stella con temperatura superficiale di 5000 K emette con un'intensità 16 volte inferiore rispetto a una stella di 10000 K di pari diametro.

La fotosfera stellare, che in qualche modo corrisponde alla superficie stellare, si può approssimare proprio a un corpo nero e la sua emissione spiega il continuo che si osserva negli spettri stellari. Quindi dal massimo di emissione si può ricavare la temperatura della stella.

### 3.2 Emissione e assorbimento atomico

I gas rarefatti e relativamente freddi che circondano le stelle e costituiscono la loro atmosfera più esterna, in realtà, non hanno emissioni che possono essere collegate con quelle del corpo nero, poiché gran parte degli elettroni risultano legati ai nuclei atomici e assorbono o emettono soltanto in corrispondenza di ben determinate lunghezze d'onda. Questo succede perché gli elettroni legati possono occupare solo particolari orbite e ognuna di tali orbite ha un'energia che può essere calcolata grazie al formalismo della meccanica quantistica. Secondo questo formalismo, quando un elettrone cambia di livello, l'atomo assorbe o emette una quantità di energia pari alla differenza di energia fra i due livelli sottoforma di radiazione elettromagnetica distribuita in pacchetti di energia denominati fotoni. Maggiore è l'energia trasportata dai fotoni, minore è la lunghezza d'onda della radiazione percepita.

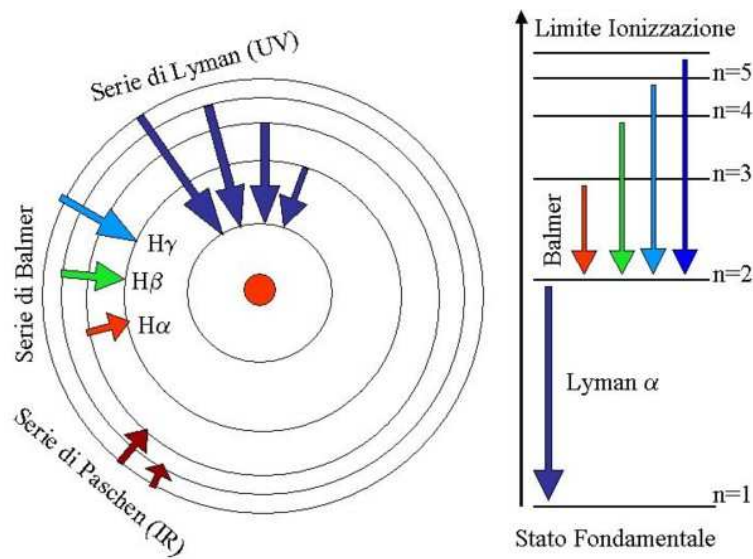


Figura 6: Sono evidenziati i possibili salti dell'unico elettrone dell'atomo di idrogeno. Le orbite permesse sono denotate con il numero quantico  $n$  (con  $n=1,2,3,\dots$ ) e possono essere raffigurate, nel diagramma a destra, come stati energetici

Per semplicità, qui verrà trattato l'atomo più semplice presente in natura, l'atomo di idrogeno, il cui nucleo è costituito da un unico protone (di carica elettrica positiva) e un elettrone (di carica elettrica negativa).

I salti energetici dell'unico elettrone presente nell'atomo di idrogeno determinano le righe spettrali dell'atomo, che possono essere in emissione o in assorbimento. Quando l'elettrone passa da una qualsiasi orbita alta a quella più bassa, che coincide con lo stato fondamentale (denotato con  $n=1$ ), viene generata la serie delle righe di Lyman, che cade nella regione di spettro ultravioletto. Tutte le transizioni che terminano sull'orbita con  $n=2$  danno origine alla serie di Balmer, nel visibile. Le transizioni che hanno come stato finale  $n=3$ , generano invece la serie di Paschen, che si presenta come righe nell'infrarosso.

Tali serie spettrali possono comparire sia in emissione che in assorbimento. Quando un elettrone passa da un'orbita esterna ad una più interna, esso perde energia che viene emessa sotto forma di luce. Viene cioè liberato un fotone con energia pari alla differenza energetica tra i due livelli e quindi si genera una riga in emissione. Nel caso opposto, invece, cioè quando l'atomo riceve un fotone di energia pari alla differenza energetica tra i due livelli, l'elettrone salta da un'orbita più interna a una più esterna. In questo caso, lo spettro presenterà una riga in assorbimento.

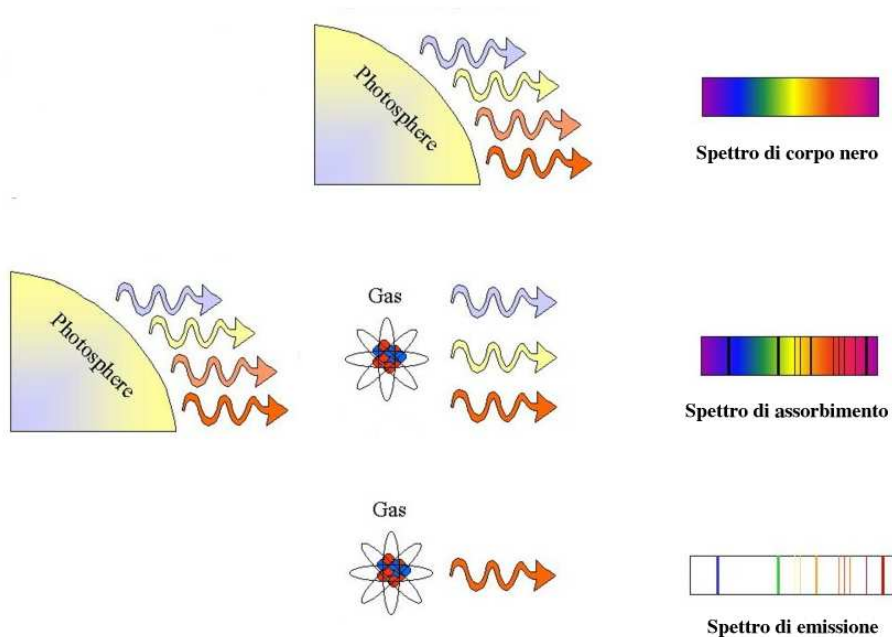


Figura 7: Formazione di spettri di corpo nero, di spettri di assorbimento e di spettri di emissione



Con l'aumentare del numero atomico, gli atomi più complessi daranno origine a righe molto più complesse dovute alla maggiore quantità di elettroni che possono subire le transizioni e anche alle molteplici possibilità che possono verificarsi. Per esempio l'atomo di ferro, con i suoi 26 elettroni, presenta migliaia di righe spettrali.

Gli spettri stellari prendono origine proprio dallo spettro continuo di corpo nero emesso dalla fotosfera stellare e le loro righe scure sono dovute all'assorbimento a quelle determinate lunghezze d'onda da parte dei gas "freddi" che avvolgono la stella. Studiando la posizione delle righe in assorbimento è pertanto possibile determinare la composizione chimica dei gas che compongono gli strati esterni delle stelle. Gli stessi gas, se invece si trovassero nelle opportune condizioni, sarebbero in grado di emettere le stesse righe spettrali in emissione.

## 4 Spettri stellari e temperatura

Si è già visto in precedenza che confrontando il continuo stellare con l'emissione di corpo nero si è in grado di ricavare la temperatura superficiale della stella.

La temperatura, in realtà, è in grado di alterare anche le righe in assorbimento che solcano il continuo spettrale. Ed è proprio questo meccanismo che diversifica maggiormente gli spettri stellari. Per capire tale meccanismo consideriamo ancora una volta, per semplicità, un gas costituito da soli atomi di idrogeno. Quando la temperatura è allo zero assoluto, tutti gli atomi di idrogeno avranno il loro elettrone nello stato fondamentale e quindi le uniche righe che presenterà lo spettro di assorbimento saranno quelle della serie di Lyman. Al crescere della temperatura, sempre più elettroni popoleranno i livelli con  $n=2$  e  $n=3$ , e quindi nello spettro ora potrà apparire anche la serie di Balmer. E così via. Aumentando ulteriormente la temperatura, interviene la ionizzazione, ovvero l'atomo perde il suo elettrone e quindi perde la capacità di assorbire un fotone. Per questo motivo lo spettro degli atomi ionizzati non presenta righe di assorbimento, ed è per questo che gli spettri delle stelle molto calde sono privi delle righe caratteristiche dello spettro dell'idrogeno.

Questo meccanismo, naturalmente, non interviene unicamente sull'atomo di idrogeno, ma interessa anche gli atomi metallici. Anch'essi, ad elevate temperature perdono gli elettroni più esterni, e quindi le loro righe spettrali risulteranno di conseguenza modificate.

In astronomia, le righe degli ioni vengono identificate con il simbolo dell'elemento seguito da numeri romani ad indicare lo stato di ionizzazione. Ad esempio, "Fe I" indica il ferro neutro, mentre "Fe II" indica il ferro ionizzato una volta, e così via.

Quindi la temperatura, oltre a determinare il picco della massima inten-

sità dell'emissione di corpo nero, rappresenta il fattore principale che determina quali righe di atomi e ioni siano presenti in uno spettro sebbene in generale le composizioni chimiche degli strati esterni stellari siano pressochè molto simili tra stella e stella.

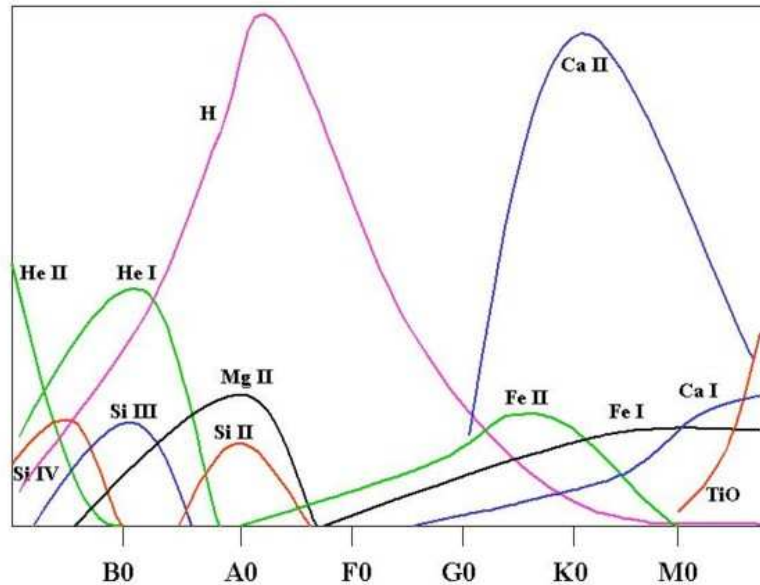


Figura 8: Intensità delle righe di ioni e atomi per le varie classi spettrali

Antonia C. Mauri ed Annie J. Cannon, agli inizi del 1900, scoprirono attraverso lo studio degli spettri di circa duecentomila stelle, che era possibile ottenere una sequenza continua e lineare degli spettri stellari. Perno della sequenza era il colore della stella e quindi la sua temperatura: dalle più calde, di colore blu-bianco, alle più fredde, di colore rosso. La classificazione fu conclusa e la sequenza definitiva fu "O - B - A - F - G - K - M" che ordina le stelle dalle più calde alle più fredde. A questo punto però, la sequenza venne ulteriormente frazionata. La Cannon suddivise ciascuna lettera in dieci sottoclassi da 0 a 9 cosicché, per esempio, spettri le cui caratteristiche erano a metà strada tra i tipi G0 e K0 poterono essere classificati come G5.

#### 4.1 Classi spettrali

Nelle stelle O, le più calde, sarà dominante l'elio ionizzato; nelle stelle B l'elio neutro; nelle stelle di classe spettrale A, invece dominerà la presenza dell'idrogeno. I metalli compaiono appena nelle stelle di classe F, e sono soprattutto ionizzati, sebbene siano ancora presenti le righe dell'idrogeno. Nelle stelle di tipo G e K le righe aumentano enormemente in numero, e

ciò è dovuto sia agli elementi neutri che a quelli ionizzati, e su tutte sono prevalenti per numero e intensità quelle del ferro. Infine, nelle stelle più fredde del tipo M, intere parti di spettro saranno annullate dalle bande di assorbimento delle molecole.

Le caratteristiche di ciascuna classe spettrale sono riassunte dalla tabella seguente:

<b>Classe</b>	<b>Temperatura (K)</b>	<b>Caratteristiche spettrali</b>
O	>28000	He ed He <sup>+</sup> per le più calde
B	28000-12000	He, Balmer, Si III, O II
A	12000-7000	Serie di Balmer molto marcata, deboli Mg II e Fe II
F	7000-6000	Ca II, Balmer, Fe II, Ti II, Sr II
G	6000-4500	Ca II, Balmer, metalli neutri, di cui intensi Na I e Fe I
K	4500-3000	Ca II, prime molecole (CN, CH), metalli neutri (Na I, Fe I)
M	<3000	metalli neutri (Ca I, Na I, Fe I), molecole CH, CN, TiO