



Olimpiadi Italiane di Astronomia

# Le Stelle Diagramma H-R

a cura di Milena Benedettini  
INAF - IAPS

# Il Corpo Nero

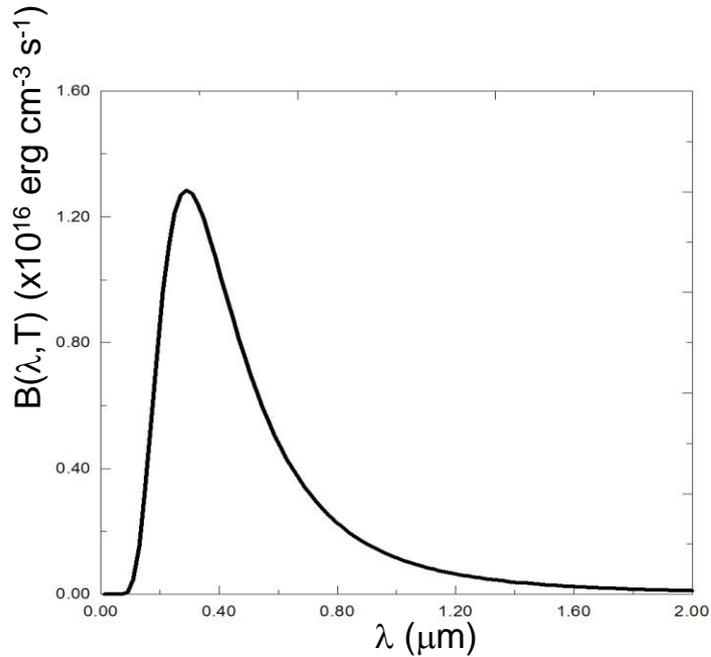
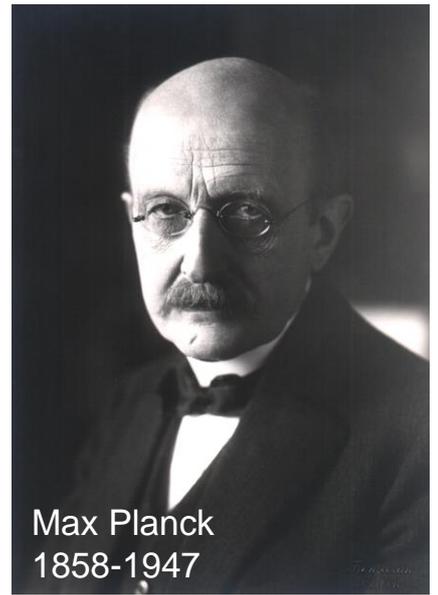
Un **corpo nero** è un oggetto **teorico** che assorbe il 100% della radiazione che incide su di esso. Perciò non riflette alcuna radiazione e appare perfettamente nero. Esso è anche un perfetto emettitore di radiazione, la cui lunghezza d'onda caratteristica dipende direttamente dalla temperatura del corpo.

Un corpo freddo sembra non produrre alcuna emissione, ma al crescere della sua temperatura comincia a diventare luminoso e a cambiare **colore**. Ad esempio, un metallo che diventa incandescente cambia il suo colore diventando prima rosso, poi arancione, e infine giallo-bianco.



# Il Corpo Nero

La forma dell'intensità di energia in funzione della lunghezza d'onda per un corpo nero è quella riportata nella figura di sotto. Nel 1900, Max Planck ricavò una formula in grado di riprodurre i valori osservati della curva del corpo nero



$$B(\lambda, T) = \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/k\lambda T} - 1} \quad \text{erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$$

**Costante di Planck**

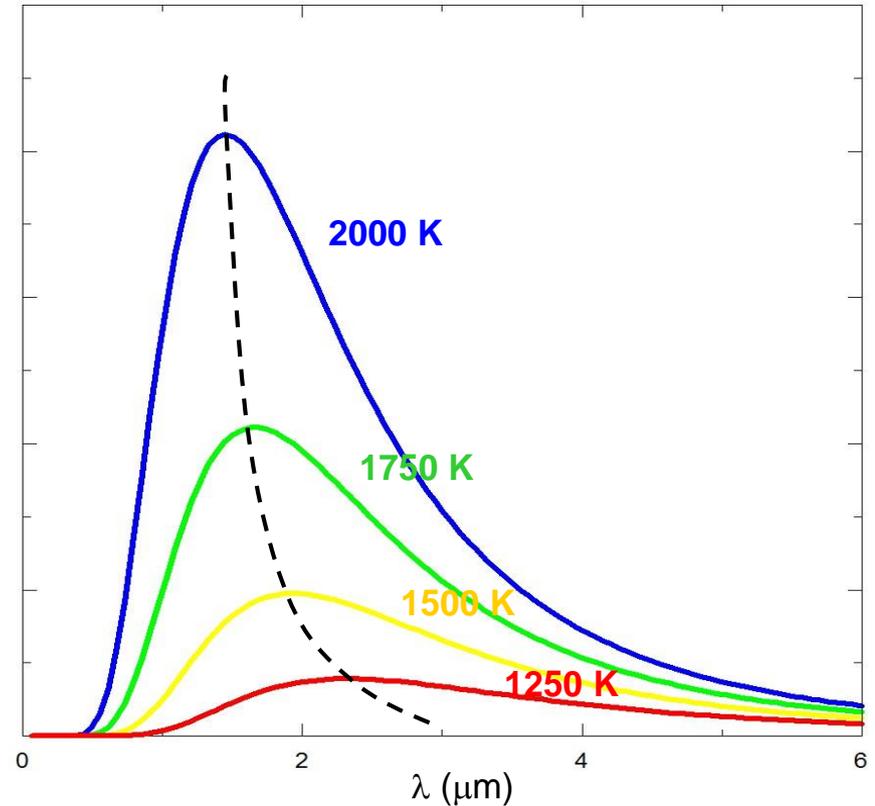
$$h = 6.63 \cdot 10^{-34} \text{ Js} = 6.63 \cdot 10^{-27} \text{ erg s}$$

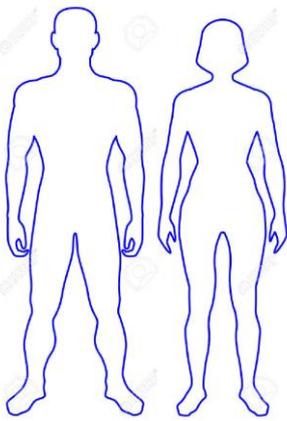
# Legge di Wien

Lo spettro di emissione del corpo nero mostra un **massimo di energia** ad una certa lunghezza d'onda ( $\lambda_{\max}$ )

$$\lambda_{\max} = \frac{0.2898}{T \text{ (K)}} \text{ (cm)}$$

All'**aumentare** della temperatura  $T$  del corpo, la lunghezza d'onda del massimo di emissione **decrece**



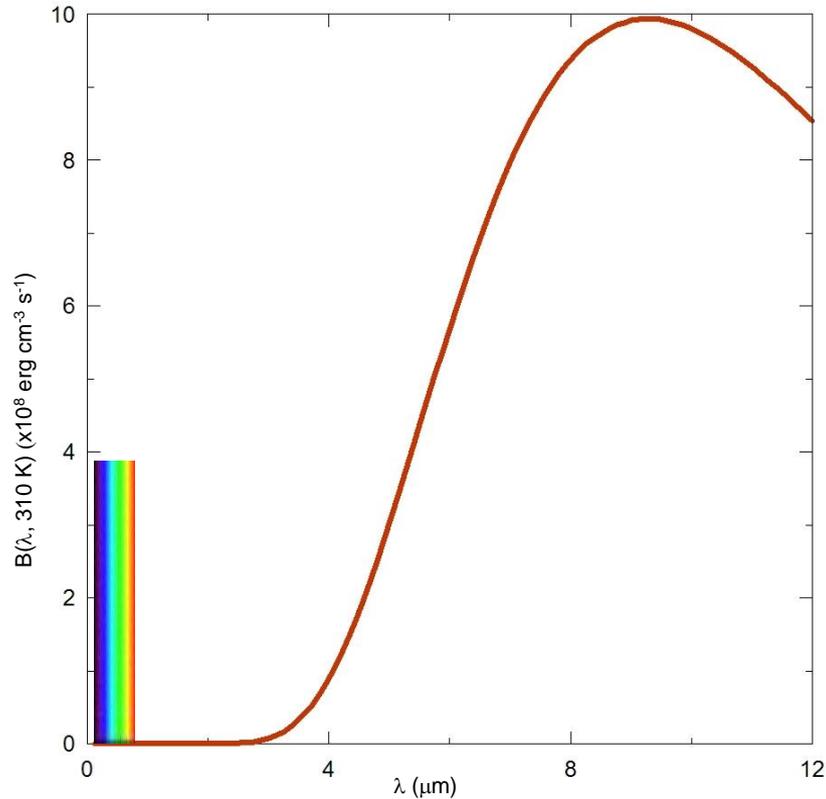


## Corpo umano

$$T = 37^\circ = 310 \text{ K}$$

$$\lambda_{\text{max}} \approx 9 \mu\text{m}$$

La barra colorata indica la zona dello spettro corrispondente alla luce visibile, cioè quella che i nostri occhi possono percepire. I corpi a temperature inferiori ad alcune centinaia di gradi emettono pochissima luce visibile quindi per noi sono bui.



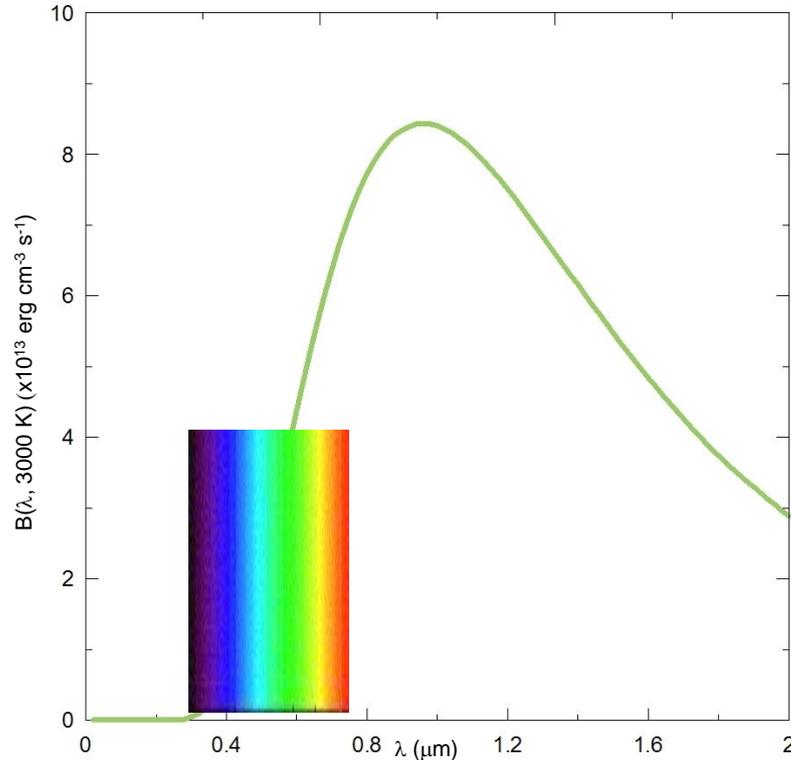


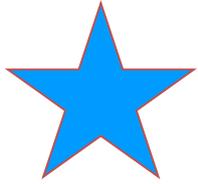
## Lampada a incandescenza

$$T \approx 3000 \text{ K}$$

$$\lambda_{\text{max}} \approx 1 \text{ } \mu\text{m}$$

I corpi con temperature intorno ai migliaia di gradi emettono parte dell'energia nella banda della luce visibile quindi noi li percepiamo come luminosi.



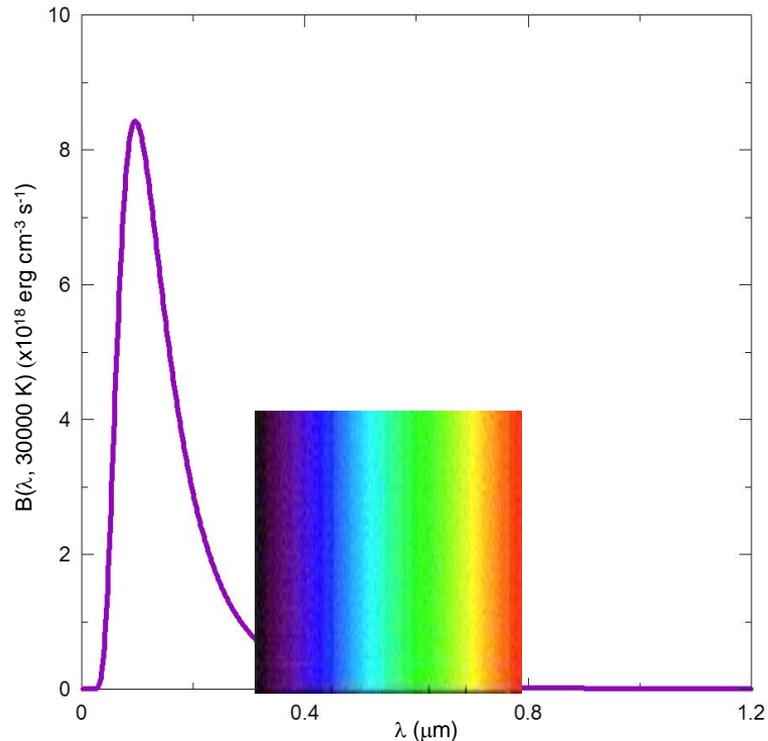


Stella “blu”

$T \approx 30000 \text{ K}$

$\lambda_{\text{max}} \approx 0.1 \mu\text{m}$

I corpi con temperature dell'ordine di alcune decine di migliaia di gradi emettono principalmente luce blu. Quelli con temperature ancora maggiori diventano nuovamente bui per gli occhi umani poiché emettono la loro energia nella banda ultravioletta.

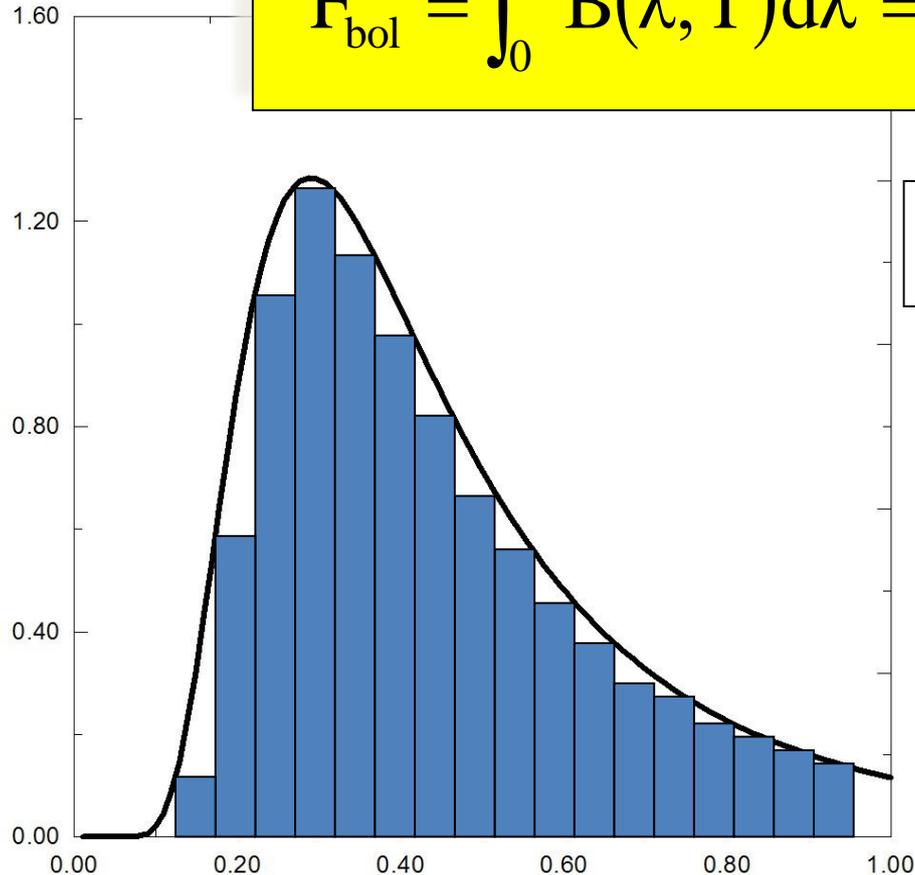




# Legge di Stefan-Boltzmann



$$F_{\text{bol}} = \int_0^{\infty} B(\lambda, T) d\lambda = \sigma T^4 \quad \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$$



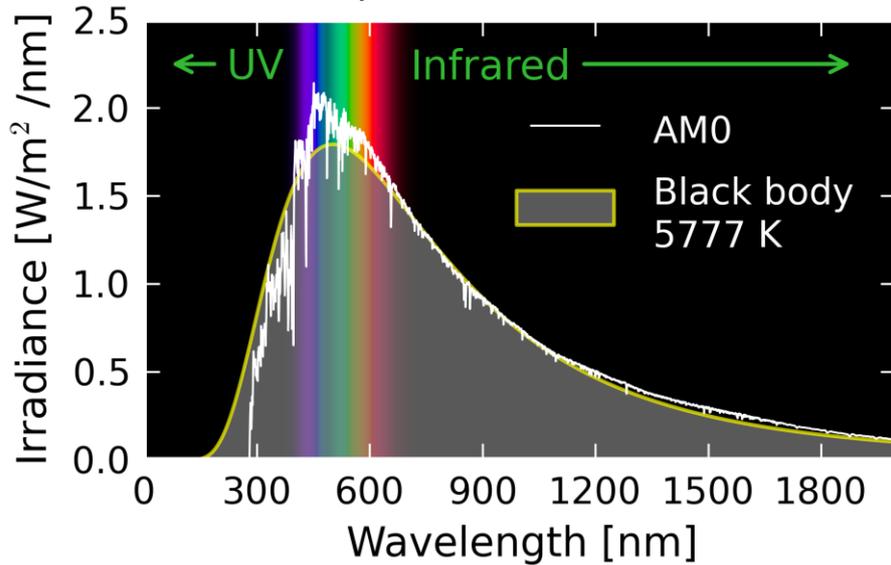
$$\begin{aligned} \sigma &= 5.67 \times 10^{-5} \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{K}^{-4} \\ &= 5.67 \times 10^{-8} \text{W K}^{-4} \end{aligned}$$

Costante di  
Stefan-Boltzmann

Il flusso totale emesso dall'unità di area corrisponde all'area sottesa dalla curva ed è proporzionale alla quarta potenza della temperatura.

In prima approssimazione, le superfici delle stelle si comportano come corpi neri.

Spettro del Sole:



La luminosità totale di un corpo nero sferico (in prima approssimazione, una stella) è data dal prodotto dell'area per il flusso emesso per unità di area:

$$L = 4 \pi R^2 \sigma T^4$$

Il flusso di una stella misurato a Terra è legato alla luminosità  $L$  della stella a distanza  $d$  dalla relazione:

$$F_{(misurato\ a\ Terra)} = L / (4 \pi d^2) = \sigma T^4 (R/d)^2$$

# Gli spettri stellari

L'energia prodotta all'interno di una stella viene trasportata fino in superficie. Una volta uscita dalla superficie attraversa gli strati più esterni della stella, ovvero la sua atmosfera, e interagisce con gli atomi che la compongono.

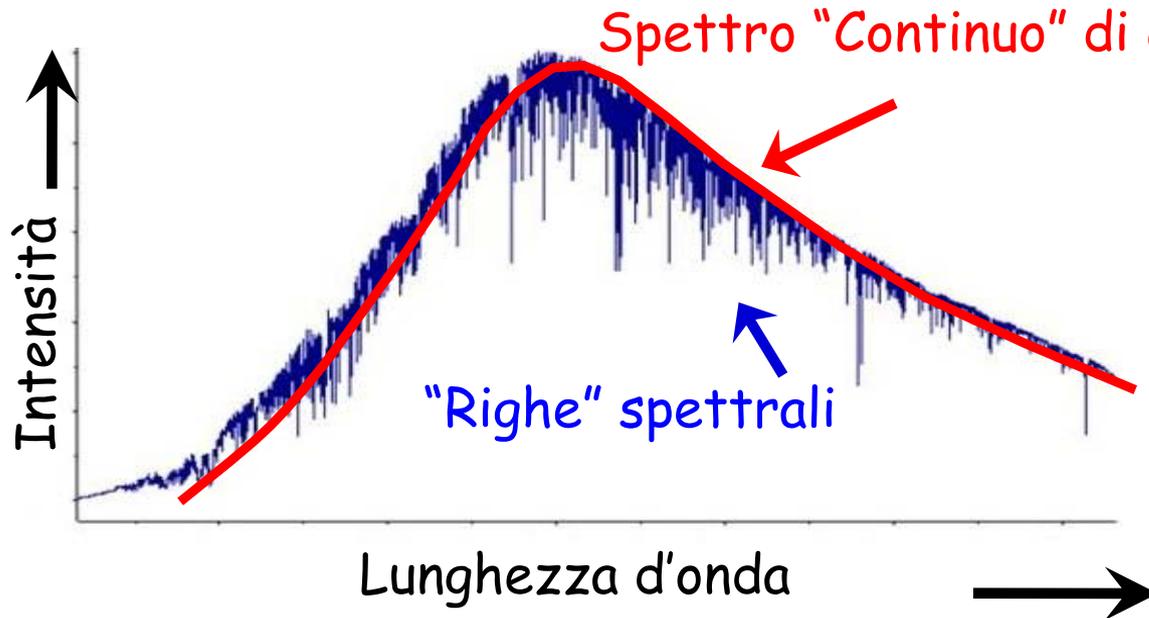
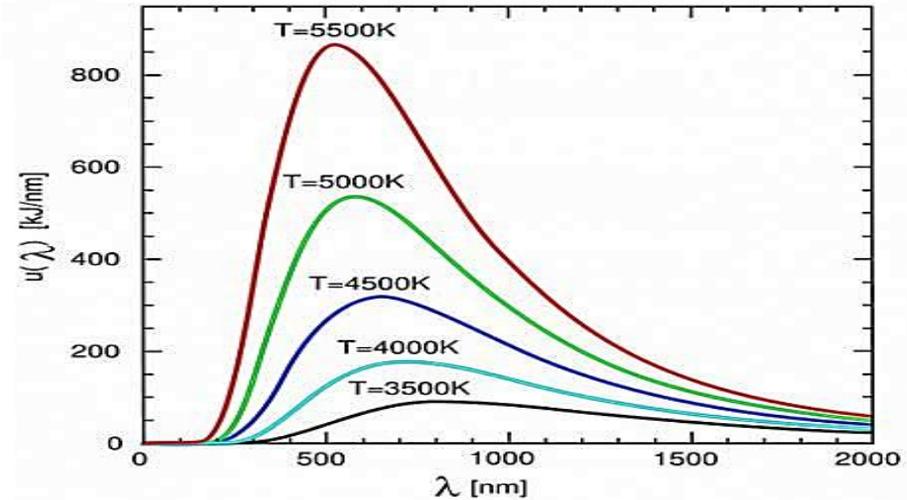
Con il termine **spettro** di una stella si indica la distribuzione in lunghezza d'onda (o in frequenza) dell'energia emessa dalla stella. Esistono in natura tre diversi tipi di spettri: lo **Spettro Continuo** caratterizzato dalla presenza di tutte le lunghezze d'onda; lo **Spettro di Assorbimento**, generato quando la luce (nel caso della figura la luce della regione del Visibile) passa attraverso un mezzo in grado di bloccare solo alcune delle lunghezze d'onda (ad esempio lampadina immersa in un gas) che costituiscono il continuo, per cui l'aspetto è quello dello spettro continuo con delle righe nere (frequenze bloccate); lo **Spettro di Emissione**, generato quando l'oggetto è in grado di emettere solo determinate lunghezze d'onda (ad esempio luce a neon), e quindi l'aspetto è quello mostrato sotto con la presenza solo di alcune "righe di emissione".



# Spettri stellari

Lo spettro di una stella può essere considerato come la sovrapposizione di uno spettro continuo di Corpo Nero che dipende solo dalla temperatura della fotosfera stellare e di uno spettro di assorbimento dovuto all'atmosfera.

La componente del **continuo** ci da informazioni sulla temperatura della fotosfera e le **righe in assorbimento** (più raramente in emissione) permettono di ricavare composizione chimica e gravità.



La temperatura effettiva della fotosfera di una stella determina la lunghezza d'onda del picco della curva del corpo nero e quindi il colore della stella. Le stelle più fredde intorno ai 3000 K appaiono rosse, a 4000 K appaiono arancioni, a 5000 K appaiono gialle, a 10000 K appaiono bianche e a 20000 K appaiono azzurre.

# Classificazione delle stelle

Sulla base delle caratteristiche dello spettro (essenzialmente la temperatura del corpo nero equivalente e quali righe spettrali sono presenti) le stelle vengono classificate in Tipi Spettrali. Il parametro fisico fondamentale per la classificazione spettrale delle stelle è la temperatura ( $T$ ). Al variare di  $T$  varia la forma del continuo e varia il tipo di righe e bande di assorbimento che sono presenti nello spettro. Un esame accurato dimostra che a parità di  $T$  lo spettro è sensibile al raggio ( $R$ ), cioè alla luminosità assoluta e quindi alla gravità superficiale  $g=GM/R^2$ .

I **Tipi Spettrali** fondamentali sono 7: **O, B, A, F, G, K, M**



Suddivisi a loro volta in 10 sottotipi in ordine di Temperatura decrescente: 0,1,...,9

# Classificazione delle stelle

La tabella riporta per ogni Tipo Spettrale la corrispondente Temperatura Effettiva (o l'intervallo di temperature) e le specie atomiche responsabili delle righe di assorbimento principali osservate nei loro spettri.

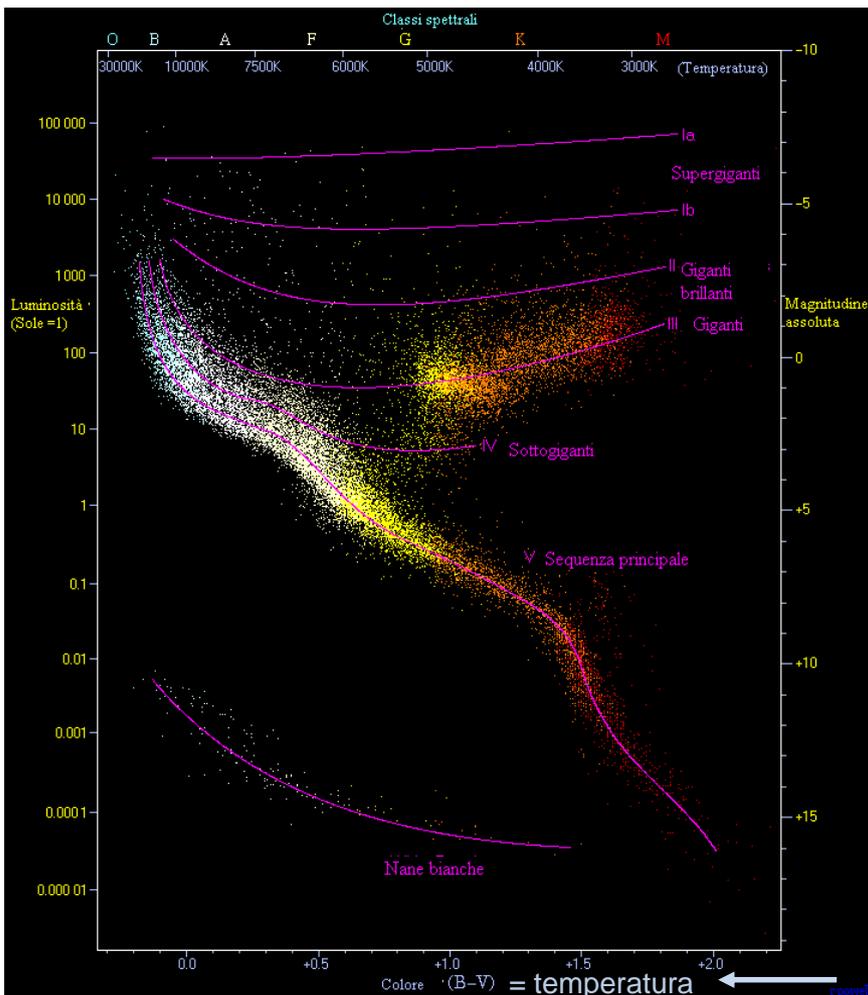
Come si vede le righe dell'H I sono presenti nelle stelle dei Tipi Spettrali B, A, F e G ma hanno la massima intensità nelle stelle di Tipo A. Le stelle O hanno spettri dominati dalle righe di He I (elio ionizzato). Elementi più pesanti di idrogeno ed elio, chiamati genericamente metalli sono presenti nelle stelle dei Tipi Spettrali A, G, K ed M.

## Gli Spettri Stellari

Classe	Temperatura (K)	Righe
O	25000-50000	He II
B	12000-25000	He I, H I
A	~ 9000	H I, Ca II
F	~ 7000	H I, banda G
G	~ 5500	H I, Ca II, CN,...
K	~ 4500	Ca II, Ca I,...
M	~ 3000	TiO

1 K = -273.15 °C

# Il diagramma Herzprung-Russel (HR)



È un diagramma che ha sulle ascisse il tipo spettrale (ovvero la temperatura superficiale, o indice di colore) e sulle ordinate la magnitudine assoluta (ovvero la luminosità). Le stelle occupano solo determinate regioni del diagramma e possono essere distinte in classi di luminosità:

II, I = Supergiganti

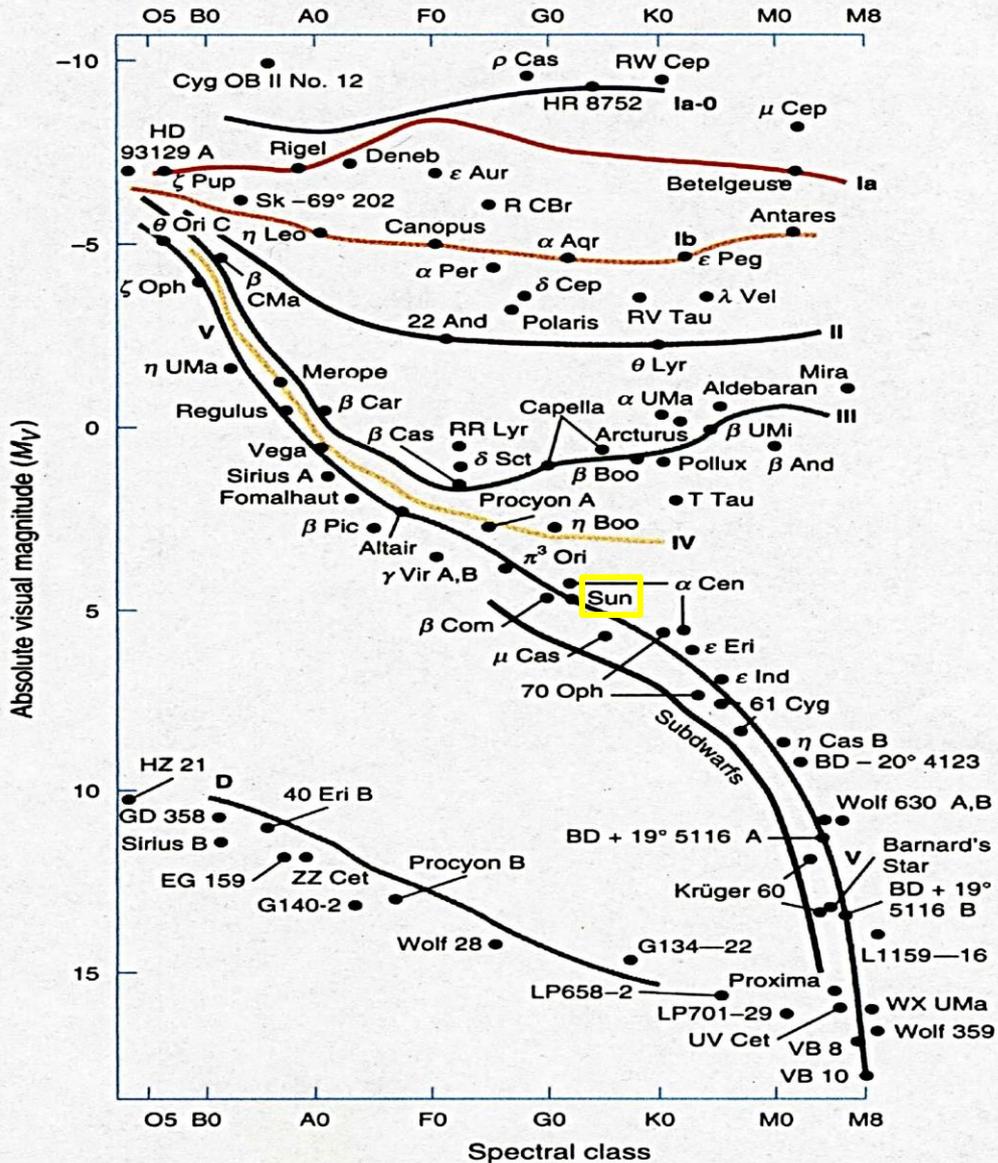
III = Giganti

IV = Subgiganti

V (Sequenza Principale) = Nane

VII = Nane Bianche

Le stelle che si dispongono in alto sul diagramma HR sono quelle più luminose e grandi. A parità di luminosità quelle che sono a sinistra sono più calde di quelle a destra (la temperatura cresce verso la direzione sinistra delle ascisse).



Ecco alcuni esempi della posizione di stelle note nel diagramma HR.

Il **sole** è una nana gialla di tipo spettrale G e si trova sulla sequenza principale.

Possiamo ricavare la distanza di una stella stimandone il tipo spettrale e la classe di luminosità da cui si ricava la magnitudine assoluta

$$5 \log d = m - M + 5$$

$$d = 10^{(m - M + 5)/5}$$

# Interpretazione del diagramma Herzprung-Russel (HR)

Nel corso della loro vita le stelle evolvono secondo un determinato percorso nel diagramma H-R, che dipende in particolare dalla loro massa. La maggior parte delle stelle si ripartisce lungo una striscia diagonale che scende da sinistra a destra, detta sequenza principale: si tratta della regione di stabilità stellare, lungo la quale le stelle passano la maggior parte della loro vita (il Sole si trova ora in questa fascia). In alto a sinistra si trovano le stelle più giovani; a mano a mano che si scende lungo la sequenza principale si trovano le stelle più vecchie, che stanno esaurendo l'idrogeno al loro interno. Poi, a seconda della massa, alcune stelle diventeranno giganti o supergiganti rosse, altre nane bianche, altre ancora buchi neri. Prendendo come riferimento una stella come il Sole, nelle fasi iniziali della sua evoluzione l'astro mantiene una temperatura pressoché costante e si sposta nel diagramma H-R verso valori di luminosità decrescenti. Il trasporto del calore avviene in questa fase per convezione e la temperatura raggiunta è sufficiente a innescare le reazioni nucleari che bruciano il deuterio, ossia l'isotopo pesante dell'idrogeno. Successivamente, crescono sia la luminosità sia la temperatura e sono raggiunte le condizioni per il bruciamento dell'idrogeno con produzione di elio: la stella si stabilisce sulla sequenza principale e vi rimane per l'80-90 % della sua esistenza (il Sole si trova in questa fase e vi rimarrà ancora per circa 4-5 miliardi di anni). Esaurito l'idrogeno, la stella subisce un'espansione e un raffreddamento, diventando una gigante rossa. Dopo il bruciamento dell'elio, la stella espelle i suoi strati esterni diventando una nebulosa planetaria. Ciò che resta diventa una nana bianca, ossia un corpo molto compatto in lento raffreddamento.

Una stella con una massa molto maggiore di quella del Sole (fino a 20 volte la massa solare) segue un percorso diverso, con tempi diversi. Brucia il combustibile nucleare molto più velocemente, pertanto resta sulla sequenza principale molto meno tempo (1-2 miliardi di anni, contro circa 10 miliardi del Sole), quindi termina la sua evoluzione in basso a destra nel diagramma.

Il diagramma H-R fornisce informazioni anche sul raggio delle stelle, in quanto la luminosità dipende dalla temperatura superficiale e dalla superficie che la emette, quindi dal raggio. Tale raggio stellare cresce a mano a mano che ci si sposta dalla zona in basso a sinistra (alta temperatura e bassa luminosità) verso quella in alto a destra.

# Relazione massa luminosità

Quando le stelle note vengono inserite su un diagramma massa (nell'asse x) e luminosità (nell'asse y) in scala logaritmica, esse si dispongono su una retta, ovvero tra le due grandezze esiste una relazione del tipo

$$L = 1.5 M^{3.5}$$

Per cui le stelle più massicce sono le più luminose. Questa specifica relazione vale solo per le stelle della sequenza principale nel diagramma HR, ovvero per stelle di massa compresa tra 2 e 20 masse solari. Per le altre stelle vale sempre lo stesso tipo di relazione  $L = a M^b$ , ma i coefficienti a e b assumono valori diversi.

# Indici di colore

La misura della magnitudine apparente di una stella, o anche del suo flusso (magnitudine e flusso sono legati dalla formula di Pogson) in una certa banda spettrale (intervallo di lunghezza d'onda), ci da informazioni sulla natura e le caratteristiche della stella. Queste informazioni si ricavano meglio attraverso l'analisi dei cosiddetti indici di colore, che altro non sono che la differenza tra magnitudini appartenenti a bande spettrali diverse. Gli indici di colore ci dicono, come lo stesso nome suggerisce, di che colore ci appare una stella. Gli indici di colore sono, come la magnitudine assoluta, un metodo analitico per raggruppare una serie di proprietà della stella che possono essere estrapolate senza conoscere la distanza.

La necessità di ottenere misurazioni oggettive e affidabili sul colore delle stelle spinse nel 1953 gli astronomi H.L. Johnson e W.W. Morgan a ideare un sistema di filtri da collocare davanti al rivelatore della luminosità delle stelle. Questi filtri lasciavano passare solamente la luce la cui lunghezza d'onda era compresa entro un preciso intervallo di valori. I filtri introdotti da Johnson e Morgan sono caratterizzati dai seguenti valori (le lunghezze d'onda e l'ampiezza sono espresse in Ångström):

Filtro	lunghezza d'onda centrale	Ampiezza banda
U	3.650	1.360
B	4.400	1.960
V	5.500	1.780

Il valore della lunghezza d'onda centrale, caratteristica di ogni filtro, ci permette di vedere che il filtro U si colloca nella regione dell'ultravioletto, il B nel blu e il V nella regione giallo-verde, con una risposta abbastanza vicina alla risposta dell'occhio umano.

A seconda delle bande utilizzate possiamo definire qualsiasi indice di colore; i più utilizzati sono i seguenti:

- U-B, indica la differenza tra la magnitudine nella banda U e nella banda B
- B-V: differenza tra la magnitudine B e V.

L'indice di colore ci offre notevoli informazioni, molto di più della semplice rilevazione della magnitudine. Se una stella ha un indice B-V positivo significa che la sua emissione nel visibile è maggiore di quella nel blu (ricordiamo che le magnitudini diventano più piccole all'aumentare della luminosità) e dunque la stella apparirà più rossa. Viceversa, un indice B-V negativo è il segno distintivo di una stella che emette nella regione blu dello spettro elettromagnetico.