

# Caratteristiche delle stelle

## LA LEZIONE

---

### Introduzione

Le stelle sono corpi celesti gassosi che brillano grazie alle reazioni termonucleari di fusione che avvengono al loro interno e che producono calore e luce. Sono composte mediamente per il 70% da idrogeno, per il 28% da elio e da carbonio, azoto, ossigeno e altri elementi.

I parametri stellari più importanti sono la luminosità, le dimensioni, la temperatura e la massa. Una stella è inoltre caratterizzata dalla composizione chimica degli strati superficiali, dalla classe spettrale, dall'indice di colore.

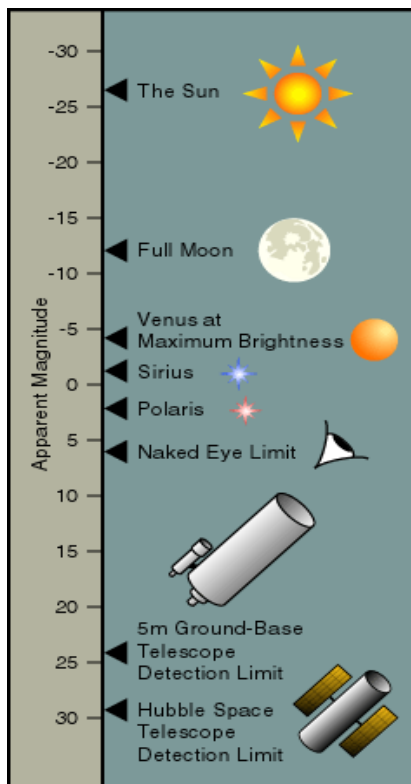
### Luminosità

Se si osserva la volta celeste si nota che le stelle possiedono luminosità diverse, tuttavia bisogna fare attenzione a distinguere a prima vista astri effettivamente più luminosi di altri. Ciò che osserviamo e misuriamo da terra è soltanto la luminosità apparente delle stelle, una quantità che è influenzata dalla distanza dell'astro e che pertanto non ci dà informazioni decisive sulla luminosità vera (assoluta, intrinseca) della stella. La luminosità apparente di una stella misura la quantità di energia che raggiunge lo strumento di osservazione terrestre, in particolare il fuoco di un telescopio; la luminosità assoluta è invece una misura della quantità di energia che la stella irradia attraverso la sua superficie. Due stelle che emettono la stessa quantità di energia hanno la stessa luminosità apparente soltanto se si trovano alla stessa distanza dalla Terra.

Definiamo quindi la *luminosità assoluta* di una stella di raggio  $r$  come l'energia radiante totale emessa dalla stella nell'unità di tempo, per cui possiamo scrivere la relazione  $L=4\pi r^2 E$ , dove  $L$  è la luminosità assoluta,  $E$  l'energia emessa in 1 s da una superficie sferica di  $1 \text{ cm}^2$  e  $4\pi r^2$  la superficie radiante. La *luminosità apparente* è allora l'energia raccolta nell'unità di tempo dall'unità di superficie di uno strumento di osservazione posto al di fuori dell'atmosfera terrestre perpendicolarmente rispetto alla direzione della radiazione in arrivo.

In generale, la quantità di luce che misuriamo dalla Terra diminuisce con il quadrato della distanza della sorgente che la emette, secondo la relazione  $L_{app} = K \cdot L_{ass} / d^2$ , dove  $K$  è una costante. Si nota che conoscendo due delle tre variabili che compaiono nella relazione si può ricavare l'altra, per cui, per esempio, misurando la luminosità apparente di un corpo celeste di cui si conosce la luminosità assoluta si ottiene la sua distanza; il corpo celeste in questione è detto *candela standard* e costituisce uno dei metodi utilizzati per la determinazione delle [distanze in astronomia](#).

L'unità di misura della luminosità è la *magnitudine* (o *grandezza*, termine quest'ultimo che si preferisce non utilizzare per equivocare con la dimensione geometrica delle stelle), un parametro che esprime l'intensità luminosa delle stelle e degli altri corpi celesti secondo una scala di grandezza relativa e che deriva da un sistema introdotto nel 2° sec. a. C. da Ipparco, il quale suddivise le stelle visibili in sei classi in base alla loro luminosità apparente (*magnitudo*, in latino), ponendo le stelle più luminose nella prima classe e quelle meno visibili nella sesta. Il sistema moderno ha esteso agli oggetti più brillanti del cielo (il Sole, i pianeti, la Luna) e a quelli invisibili a occhio nudo quello di Ipparco, suddividendo le magnitudini in apparenti e assolute. La *magnitudine apparente* è data dal confronto tra l'intensità luminosa misurata da un fotometro posizionato su un telescopio e la luminosità apparente di una stella campione, originariamente la stella polare, oggi la stella Vega, meno variabile.



Oltre a ricordare che, per come è costruita tale scala, la magnitudine diminuisce con l'aumentare della luminosità, per cui le magnitudini maggiori si riferiscono alle stelle meno luminose e viceversa (si va da valori negativi a oltre 25), bisogna fare attenzione al fatto che la scala non è lineare, in quanto la variazione di luminosità nel passaggio da un ordine di grandezza al successivo è di circa 2,5: per esempio, una stella di magnitudine 6 è 2,5 volte più luminosa di una stella di magnitudine 7 e 2,5 volte meno luminosa di una stella di magnitudine 5, e una stella di magnitudine 10 è circa 100 volte meno luminosa di una stella di magnitudine 5. Il Sole ha magnitudine apparente  $m = -26,86$ , la Luna piena  $m = -12,5$  e Sirio, la stella più luminosa,  $m = -1,4$  (**fig.1**).

**fig.1** Scala della magnitudine apparente. Dopo il Sole e la Luna piena, seguono in ordine decrescente di luminosità, Venere al massimo dello splendore, Sirio e la stella Polare; sono poi indicati i limiti di osservazione a occhio nudo, con un telescopio terrestre di 5 m di diametro e del telescopio spaziale Hubble

È utile spiegare il motivo per cui mentre le magnitudini crescono in progressione aritmetica di ragione 1, la luminosità decresce in progressione geometrica di ragione 2,512. Tale particolarità deriva dalla definizione che introduce la magnitudine apparente, detta *legge di Pogson*: si tratta di una stima dello splendore delle stelle formulata in modo tale da riottenere nella banda del visibile i risultati osservativi degli antichi cataloghi ed è così espressa (per una determinata lunghezza d'onda):

$$m = m' - 2,5 \log(I/I')$$

dove  $m$  è la magnitudine apparente di una stella sotto osservazione,  $m'$  la magnitudine apparente di una stella campione,  $I$  l'illuminamento della stella osservata (ossia l'energia ricevuta nell'unità di tempo dall'unità di superficie posta perpendicolarmente all'irraggiamento) e  $I'$  l'illuminamento della stella campione; il logaritmo è decimale. La presenza del segno meno fa sì che il verso con il quale aumentano le magnitudini è opposto a quello con il quale aumentano le intensità misurate. Questa definizione si basa sulla cosiddetta legge psicofisica di Fechner, secondo la quale mentre lo stimolo cresce in progressione geometrica, la sensazione cresce in progressione aritmetica (ed è quindi proporzionale al logaritmo della stimolo).

La legge di Pogson si può riscrivere nel seguente modo:

$$I/I' = 10^{0,4(m'-m)} = 2,512^{(m'-m)}$$

che mette in evidenza la relazione tra la differenza di magnitudini e il rapporto tra gli illuminamenti: per esempio, a una differenza di 5 magnitudini corrisponde un rapporto  $I/I'$  uguale a circa 100.

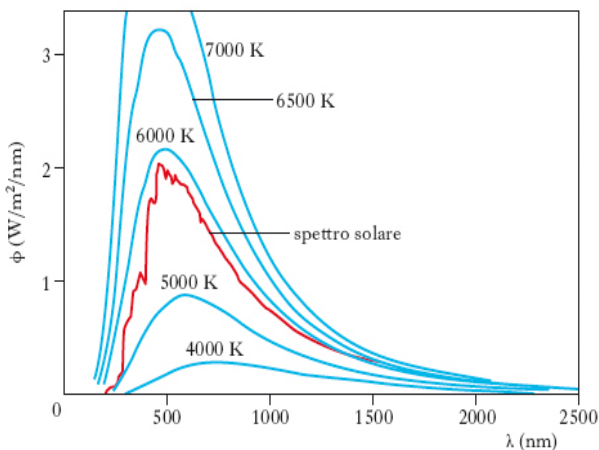
La necessità di avere a disposizione un parametro che permetta di confrontare la luminosità delle stelle indipendentemente dalla loro distanza è alla base dell'introduzione della *magnitudine assoluta*, definita come la magnitudine apparente

che avrebbero le stelle se si trovassero tutte alla stessa distanza dalla Terra. Questa ipotetica distanza è stata scelta essere di 10 pc, ossia 32,6 anni luce. Alla luce di questa convenzione, le stelle distanti più di 10 pc presentano una magnitudine assoluta minore di quella apparente, mentre quelle distanti meno di 10 pc hanno una magnitudine assoluta maggiore (bisogna ricordarsi che la magnitudine misura la luminosità in modo inversamente proporzionale): per esempio, il Sole, che abbiamo ricordato avere magnitudine apparente  $-26,86$ , ha una magnitudine assoluta di  $4,9$ , cioè portato alla distanza di 10 pc apparirebbe come una debole stella.

La relazione tra magnitudine apparente, magnitudine assoluta e distanza è utile da un lato per ricavare la magnitudine assoluta (e quindi la luminosità intrinseca) di stelle delle quali si conosca la distanza (ovviamente le più vicine), dall'altro, come abbiamo detto, per determinare la distanza di stelle delle quali si conosca la magnitudine assoluta, tenendo presente che la magnitudine apparente è una quantità misurabile sperimentalmente.

La conoscenza della luminosità intrinseca di una stella permette di calcolare le sue dimensioni, a partire dalle leggi fisiche che ne regolano l'emissione energetica. Una stella si può considerare in prima approssimazione un *corpo nero*, ossia un corpo dotato della proprietà di assorbire tutte le radiazioni elettromagnetiche che lo investono, senza rifletterne alcuna. Si tratta di un'astrazione, poiché nessun corpo materiale è nero per tutte le radiazioni, ma utile per la descrizione semplificata dei processi di emissione che riguardano le stelle. Un modello di corpo nero come assorbitore perfetto è una cavità con pareti assorbenti (annerite), in cui le radiazioni che penetrano da una piccola apertura (che è il vero e proprio corpo nero) finiscono con l'essere completamente assorbite nelle successive riflessioni sulle pareti medesime. Per tale modello, quindi anche per le stelle (intese come un corpo nero che si lasci sfuggire una minuscola quantità di radiazione), la luminosità dipende soltanto dalla superficie di emissione e dall'intensità della radiazione emessa, che a sua volta

dipende dalla temperatura superficiale dell'astro; nello studio della luminosità stellare non bisogna pertanto prendere in considerazione altri parametri che questi, una semplificazione notevole. La **fig.2** mostra la similitudine tra lo spettro di emissione del Sole e quelli di un corpo nero a varie temperature.



**fig.2** Confronto tra lo spettro di emissione del Sole, osservato al di fuori dell'atmosfera terrestre, con quelli di un corpo nero a diverse temperature. A parte la presenza delle righe di assorbimento, l'emissione solare corrisponde a quella di un corpo nero che si trovi alla temperatura di 5780 K

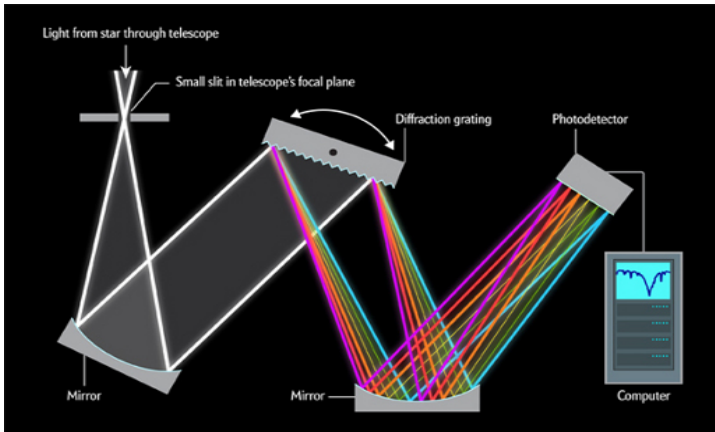
La precedente relazione sulla luminosità stellare diventa quindi  $L=4\pi r^2 E=4\pi r^2 \sigma T^4$ , dal momento che si ha che  $E=\sigma T^4$ , con  $\sigma$  costante. Si vede quindi che stelle con la stessa temperatura possono avere luminosità assolute diverse soltanto se hanno raggi, quindi dimensioni, differenti ed emettono la stessa quantità di energia per unità di superficie. In virtù della dipendenza della luminosità dal quadrato del raggio, si ha per esempio che una stella con la stessa temperatura superficiale del Sole ma 25 volte più luminosa deve essere 5 volte più grande.

I raggi delle stelle variano in un ampio intervallo, da valori di carattere planetario (stelle nane) a migliaia di volte quello del Sole (stelle giganti).

## Temperatura

La temperatura di una stella si può determinare misurando l'intensità relativa delle radiazioni emesse, ossia, nel visibile, dei colori: le stelle più calde (fino a 40.000 K) emettono più radiazioni nel blu e appaiono pertanto di tale colore, quelle più fredde (fino a 3000 K) appaiono invece rosse; nel mezzo ci sono tutte le stelle con temperature intermedie, tra le quali il Sole, di colore giallo.

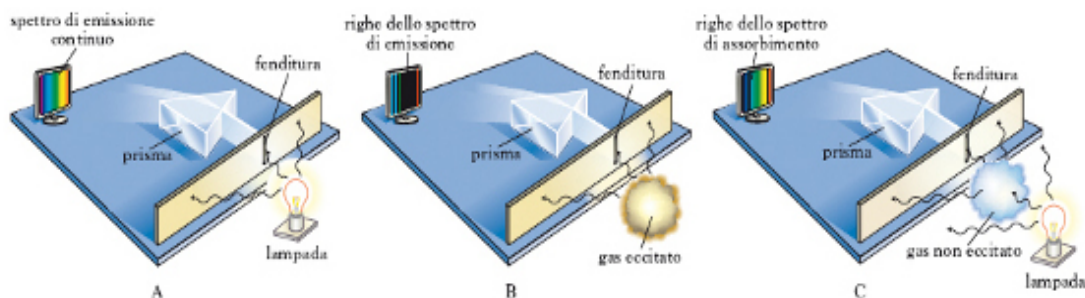
La luce stellare è costituita infatti da onde elettromagnetiche di varie lunghezze d'onda e il loro studio (*analisi spettrale*), effettuato non soltanto nel campo del visibile ma anche nell'infrarosso e nell'ultravioletto, è un mezzo molto efficace per conoscere,



oltre che la temperatura, anche la composizione chimica e i moti delle stelle. La scomposizione della luce nelle sue componenti si ottiene con uno spettrografo (**fig.3**), che provoca la dispersione delle diverse lunghezze d'onda della radiazione e la formazione di una figura luminosa che raccolta su una schermo o su una lastra fotografica dà origine a uno spettro.

**fig.3** Principio di funzionamento di uno spettrografo. Attraverso una piccola apertura nel piano focale del telescopio la luce stellare raggiunge uno specchio collimatore, che allinea parallelamente i raggi entranti prima che raggiungano un reticolo di diffrazione; qui le componenti principali della luce cambiano velocità e direzione a seconda del loro colore. Un ulteriore specchio focalizza tali componenti su un fotodetettore, che converte i fotoni in segnali elettrici, elaborati da un computer

Gli spettri possono essere di emissione e di assorbimento (**fig.4**). I primi si presentano come una fascia luminosa continua, variamente colorata (*spettro continuo*) o come una fascia luminosa discontinua (*spettro a righe* e *spettro a bande*). Nel caso degli spettri continui la sostanza emette in tutta la gamma delle frequenze, seppure con intensità diverse, nel caso degli spettri a righe o a bande la sostanza emette solo radiazioni di frequenze caratteristiche della sostanza stessa. Gli spettri di assorbimento sono quelli che si ottengono facendo attraversare una sostanza da un fascio di luce bianca o comunque formata da un ampio intervallo di frequenze.



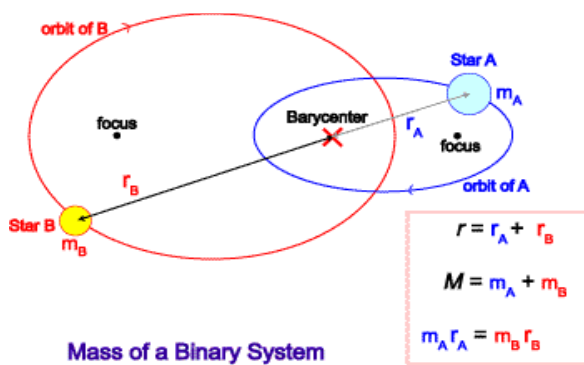
**fig. 4** Spettri di emissione e di assorbimento. La radiazione emessa dal filamento incandescente di una lampadina (oppure dal Sole) viene diffratta dal prisma producendo sullo schermo uno spettro di emissione continuo (A). La radiazione prodotta da una sostanza gassosa a elevata temperatura produce sullo schermo uno spettro di emissione nel quale si distinguono delle righe colorate (B). Interponendo la stessa sostanza fra la fenditura e la lampada, si ottiene uno spettro di assorbimento nel quale compaiono delle righe scure sovrapposte allo spettro continuo, nella posizione dello spettro di emissione della sostanza (C)



Per convenzione si assume che le stelle di tipo A0 abbiano indice di colore B-V nullo, ossia lo stesso splendore nel blu e nel visibile; le stelle con B-V negativo sono invece di tipo spettrale B e O, mentre quelle con B-V positivo sono di tipo spettrale più avanzato di A0. Il Sole è una stella di tipo spettrale G, con una temperatura superficiale di circa 6000 K.

## Massa

La massa delle stelle, un parametro molto importante per studiare la loro evoluzione, può essere determinata in modo diretto soltanto per il Sole e per le componenti di sistemi binari e multipli, nei quali cioè due o più stelle orbitano attorno a un comune baricentro, legate tra loro dall'attrazione gravitazionale. In un sistema binario infatti, la massa delle due stelle si calcola utilizzando le leggi di Keplero, in particolare la



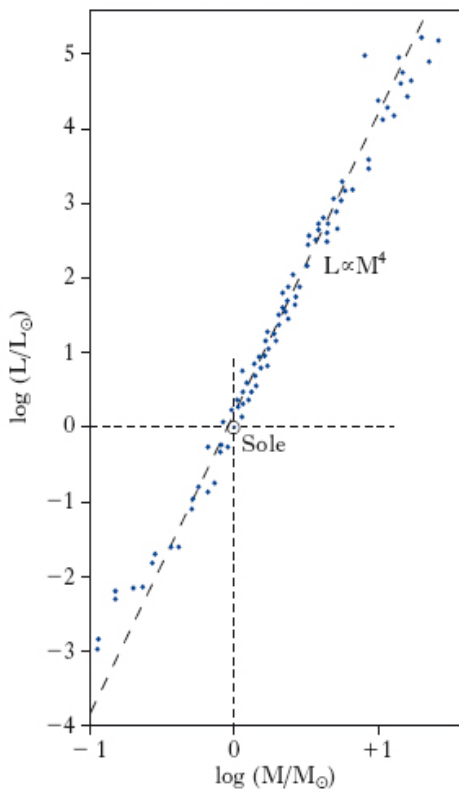
terza. Con riferimento alla **fig.6**, per due corpi (stelle) in orbita stabile attorno a un comune centro di massa (baricentro) si ha che  $r^3/P^2 = G(m_A + m_B)/4\pi^2$ , dove  $r$  è il raggio dell'orbita,  $P$  il periodo di rivoluzione,  $G$  la costante di gravitazione universale,  $m_A$  e  $m_B$  le masse dei due corpi; se è possibile determinare i due raggi  $r_A$  e  $r_B$ , si ha anche che  $m_A r_A = m_B r_B$ , per cui questa equazione, unita alla precedente, consente di determinare le masse dei due corpi.

**fig.6** Determinazione delle masse stellari in un sistema binario. Le due stelle percorrono ognuna un'orbita ellittica, con un comune baricentro. I raggi vettoriali  $r_A$  e  $r_B$  spazzano aree uguali in tempi uguali (seconda legge di Keplero); il quadrato del periodo delle stelle è direttamente proporzionale al cubo della distanza media dal centro di massa del sistema (terza legge di Keplero)

La difficoltà consiste nel fatto che i sistemi di stelle multiple, nonostante siano molto frequenti, sono difficili da individuare, poiché all'osservazione nella maggior parte dei casi appaiono come un corpo unico, non distinguendosi le componenti.

Le stelle doppie si distinguono in quattro categorie, a seconda del metodo con il quale si riesce a riconoscerle: (a) binarie visuali, rivelabili al telescopio (da Terra soltanto se la separazione angolare fra le componenti è maggiore di qualche decimo di secondo d'arco, dallo spazio con il limite ridotto di almeno 10 volte); (b) binarie astrometriche, nelle quali la presenza di una compagna, non osservabile direttamente, è rivelata dal moto periodico della stella principale; (c) binarie spettroscopiche, rivelate dall'oscillazione periodica delle righe spettrali intorno a posizioni medie, a seguito del moto di rivoluzione di ciascuna delle due componenti intorno al baricentro del sistema (spostamento verso lunghezze d'onda maggiori nella fase di allontanamento e verso lunghezze d'onda minori nella fase di avvicinamento); (d) binarie fotometriche, rivelate dalla variazione periodica della loro luminosità, dovuta al fatto che le componenti (relativamente vicine tra loro e con il piano orbitale poco inclinato rispetto alla linea di vista) si eclissano reciprocamente a ogni rivoluzione.

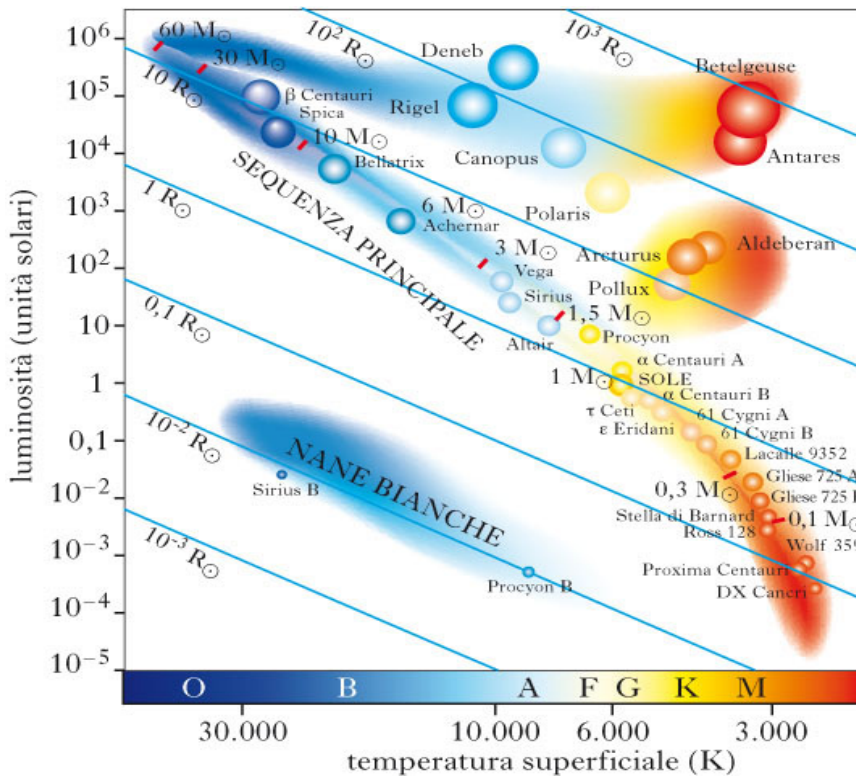
Le valutazioni dirette e altre indicazioni che fanno riferimento a considerazioni di carattere teorico, in particolare ad analisi riguardanti la frequenza relativa per unità di volume di stelle a distanza fissata, indicano che le masse stellari variano tra un decimo a circa 60 volte la massa del Sole, un intervallo piuttosto limitato se confrontato con quello di variazione delle luminosità, che comprende valori da un centesimo a un milione di volte la luminosità solare.



La massa e la luminosità stellari non sono quantità indipendenti: per le stelle in piena maturità (situate nella sequenza principale del diagramma H-R; v. oltre) sono legate da una relazione di proporzionalità diretta, con la luminosità che cresce approssimativamente con una potenza della massa che dipende dall'intervallo di masse stellari preso in considerazione: per stelle con masse comprese tra 2 e 20 masse solari questa potenza è 3,5, mentre per stelle con masse tra circa 0,5 e 2 masse solare è invece 4 (**fig.7**). Una stella di grande massa irradia quindi proporzionalmente molto di più di una stella di piccola massa; dal punto di vista evolutivo, ciò significa che le prime disperdono maggiore energia nell'unità di tempo e sono destinate quindi a una vita più breve.

**fig.7** Diagramma massa-luminosità per le stelle di sequenza principale. I valori di luminosità ( $L$ ) e massa ( $M$ ) sono normalizzati rispetto a quelli del Sole. I punti azzurri indicano le misure sperimentali, che si distribuiscono attorno alla linea tratteggiata che corrisponde a una legge del tipo  $M \propto L^4$

## Il diagramma di Hertzsprung-Russell



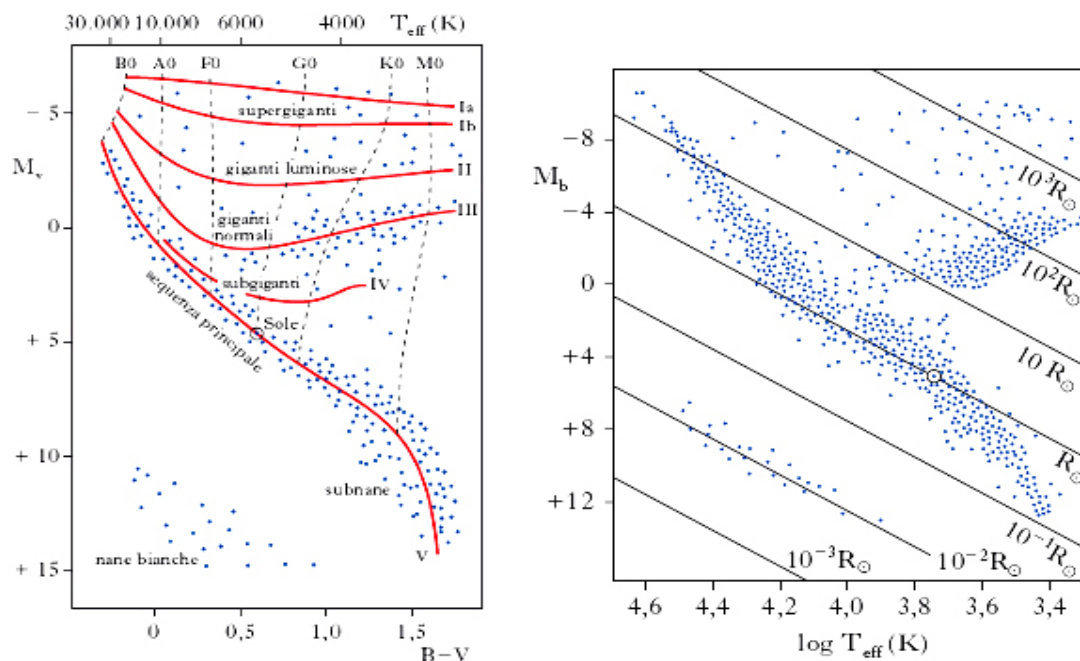
Agli inizi del 20° secolo i due astronomi Ejnar Hertzsprung e Henry Russell elaborarono indipendentemente un diagramma bidimensionale nel quale riportarono i dati relative alle stelle visibili situate a una distanza non maggiore di 10 pc, che illustra la relazione tra temperatura e luminosità delle stelle. Tale diagramma (**fig.8**), noto anche semplicemente come *diagramma H-R*, costituisce un mezzo molto importante per la classificazione delle stelle per l'analisi della loro evoluzione.

**fig.8** Il diagramma H-R. Si noti che la scala della temperatura diminuisce andando da sinistra a destra. Il Sole si trova nella zona centrale della sequenza principale. In alto a destra ci sono le stelle giganti e ancora più in alto le stelle supergiganti, mentre in basso troviamo le stelle nane.

Il diagramma evidenzia la seguente caratteristica: se si riporta su un piano la luminosità delle stelle in funzione della loro temperatura, si nota che le stelle caratterizzate da queste due coordinate non si ripartiscono a caso ma si addensano in alcune aree preferenziali. La maggior parte di esse si dispone lungo una fascia che attraversa diagonalmente il diagramma, che prende il nome di *sequenza principale* e che comprende stelle che hanno luminosità molto diverse a seconda della loro temperatura: in alto a sinistra ci sono quelle più calde e luminose, mentre dall'altro capo della sequenza trovano posto le stelle più fredde. Altri raggruppamenti nel diagramma riguardano stelle di bassa temperatura e alta luminosità, in alto a destra (*giganti e supergiganti rosse*, rispettivamente decine e centinaia di volte più grandi del Sole), e stelle di alta temperatura e bassa luminosità, in basso a sinistra (*nane bianche*, con dimensioni fino a quelle planetarie). L'85% delle stelle appartiene alla sequenza principale, circa il 10% sono giganti e supergiganti rosse, mentre il 3-6% sono nane bianche.

L'esistenza di queste regioni nel diagramma H-R trova la seguente intuitiva spiegazione: le stelle più calde irradiano di più di quelle più fredde e hanno quindi una luminosità maggiore; tuttavia, un corpo celeste di bassa temperatura diventa molto luminoso quando le sue dimensioni sono notevoli (è il caso delle giganti e supergiganti rosse, il colore delle quali indica appunto la bassa temperatura), mentre uno di alta temperatura irradia poco se possiede un piccolo diametro (nane bianche). Nel diagramma, la scala di luminosità delle stelle può essere sostituita da quella delle magnitudini assolute. Analogamente, nelle ascisse si può sostituire la temperatura con il tipo spettrale oppure con l'indice di colore B-V; in entrambi i casi si mantiene una scala di valori secondo la quale le stelle sono ordinate a partire da quelle blu e calde fino a quelle rosse e fredde, andando da sinistra a destra (**fig.8a**).

Il rapporto tra temperatura, luminosità e dimensione delle stelle è bene evidenziato dal diagramma H-R costruito per stelle di vario raggio (**fig.8b**).



**fig.8a** A sinistra, Ulteriore versione del diagramma H-R. In questo caso, nelle ascisse è indicato l'indice di colore B-V delle stelle, mentre nelle ordinate la magnitudine assoluta.

**fig.8b** Diagramma H-R per stelle di vario raggio, normalizzato a quello del Sole.

Il diagramma evidenzia la relazione tra la magnitudine bolometrica assoluta (ossia riferita al totale dell'energia emessa dalla stella) e la temperatura efficace (definita come la temperatura di un corpo nero che emetta, per unità di superficie e di tempo, la stessa quantità di energia irradiata dalla stella)