

## LUMINOSITA' INTRINSECA O ASSOLUTA

Energia totale irradiata nell'unità di tempo (secondo) ossia il flusso totale di energia  
Viene misurata coi fotometri fotoelettrici: se un fascio di luce colpisce uno strato sottile di un metallo alcalino (K, Na, Cs, Rb), ne provoca il rilascio di elettroni in modo proporzionale all'intensità della radiazione incidente. La luminosità viene così tradotta in una corrente elettrica. Con un fotomoltiplicatore, anche se gli elettroni sono pochi, essi vengono accelerati in un campo elettrico e convogliati in un secondo strato metallico dal quale vengono riemessi in numero molto maggiore e così è rilevabile anche una stella che abbia una luminosità bassissima

**BRILLANZA:** potenza emessa per unità di angolo solido e unità di superficie della sorgente.

## FLUSSO

Quantità di energia che attraversa l'unità di superficie di una sfera concentrica alla stella di un determinato raggio

$$\Phi = \frac{L}{4\pi d^2}$$

## MAGNITUDINE

Magnitudine apparente (m) : è una misura della luminosità come viene osservata da terra. Dipende da:

- luminosità intrinseca della stella
- distanza
- assorbimento da parte del mezzo interstellare

Legge di Weber-Fechner: la risposta fisiologica dell'occhio ad uno stimolo fisico è proporzionale al logaritmo di quello stimolo. Quindi una differenza nella m di 2 stelle è proporzionale alla differenza tra i logaritmi della loro luminosità, cioè al logaritmo del rapporto della loro luminosità

Legge di Pogson (1856): una differenza di 5 magnitudini dovrebbe corrispondere esattamente ad un rapporto di luminosità di 100:1 (Herschel dimostrò che questo è approssimativamente vero) Quindi 2 stelle che differiscano tra loro di 1 magnitudine hanno un rapporto di luminosità di  $\sqrt[5]{100}$  :1, quindi un rapporto – RAPPORTO DI POGSON – di 2,512 :1. Quindi una stella che ha una magnitudine minore di 2 volte rispetto ad un'altra, apparirà 6,3 volte  $(2,512)^2$  più luminosa.

Se  $I_2$  e  $I_1$  sono le luminosità apparente di due stelle

$$m_1 - m_2 = 2,5 \log_{10} \left( \frac{I_2}{I_1} \right)$$

Si ha così la Scala di Pogson, che è universalmente adottata.

Per convenzione il valore 0 viene dato alla North Polar Sequence (stelle standard vicine al polo nord celeste). Si hanno anche valori negativi e positivi fino a +25

### Magnitudine assoluta (M)

E' la magnitudine che il corpo assumerebbe se fosse posto ad una distanza convenzionale di 10 parsec.

M e m sono correlate tra loro dalla relazione

$$\boxed{M = m + 5 - 5 \log d - A}$$

Dove

- $m - M =$  Modulo di distanza
- $A =$  estinzione interstellare dovuta all'assorbimento del mezzo interstellare
- $d =$  distanza in parsec

La Magnitudine assoluta e la luminosità sono legate tra loro dalla relazione

$$2,5 \log_{10} \left( \frac{L}{L_{\odot}} \right) = M_{\odot} - M$$

I valori registrati sono compresi tra  $10^6 < L < 10^{-4}$  rispetto a quella del sole

La luminosità, secondo il modello del corpo nero, dipende da:  
superficie totale emittente del corpo  
temperatura superficiale del corpo

la relazione che lega queste grandezze è

$$L = 4\pi R^2 E$$

$$\text{ma } E = \sigma T^4$$

per cui

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

Dove  $\sigma =$  costante di SB

R raggio della stella

T temperatura assoluta

Magnitudine bolometrica : si riferisce al flusso totale su tutto lo spettro elettromagnetico

Magnitudine visuale: si riferisce soltanto al colore giallo

Magnitudine fotografica: si riferisce soltanto al colore blu

### **TEMPERATURA**

La temperatura superficiale determina il colore, corrispondente al massimo di emissione secondo la legge di Wien. Per determinarla si analizza l'intensità della radiazione emessa a tutte le  $\lambda$

Le stelle più calde emettono maggiormente nel blu – 40.000 K

Le più fredde emettono maggiormente nel rosso – 3.000 K

Le righe di assorbimento forniscono indicazioni sulla composizione chimica e sulla temperatura dei gas che assorbono.

Tanto più i gas sono caldi tanto meglio assorbono, quindi gli spettri di assorbimento di stelle diverse differiscono non solo per la composizione chimica quanto piuttosto a una diversa temperatura superficiale.

Si distinguono due tipi di temperatura stellare, a seconda di come viene misurata:

$T_{\text{eff}}$  o temperatura efficace: è la temperatura della stella espressa come quella che avrebbe un corpo nero dello stesso raggio e della stessa L. Si ricava dalla legge di SB (come radice quarta...).

Per il sole è 5770 K

$T_{\text{col}}$  o temperatura di colore: è la temperatura espressa come quella di un corpo nero la cui distribuzione di energia corrisponde alla  $t$  della stella (si ricava dalle curve planckiane). Se non corrisponde alla  $T_{\text{eff}}$  significa che la stella non è un corpo nero perfetto. Per il sole  $T_{\text{col}}$  è 6500 K

Indice di colore: differenza tra la magnitudine nel blu ( $M_f$ , fotografica) e quella gialla ( $M_v$ , visuale). Esso è quindi un'indicazione del colore, indipendente dalla distanza

$$I_c = M_f - M_v \quad (\text{si può scrivere anche } B-V)$$

Se la stella è molto calda emetterà più nel blu e poco nel giallo  $I_c < 0$

Se è più fredda emette più nel giallo e poco nel blu  $I_c > 0$

## RAGGIO

Tutte le stelle appaiono puntiformi. Si può però valutare il raggio per stelle molto grandi, in  $R_{\square}$

- con l'interferometro ottico: attraverso due fenditure, due raggi luminosi provenienti da due punti opposti del disco, vengono fatti interferire tra loro. Si ottengono le frange di interferenza, che scompaiono quando, al variare della distanza delle fenditure tra loro, si arriva ad un punto in cui i massimi luminosi di una figura si sovrappongono ai minimi dell'altra. Tale scomparsa si ha quando la separazione tra le fenditure è

$$d = \frac{\lambda}{2\alpha}$$

si ottiene così il diametro angolare  $d$  della stella ( $\lambda$  è la lunghezza d'onda della luce e  $\alpha$  è la separazione angolare delle due fenditure)

- Tramite le stelle binarie in cui si può calcolare il raggio stellare rispetto al raggio dell'orbita
- Tramite l'occultamento da parte della luna di una stella, che non scompare tutta insieme ma permette di ottenere ancora delle figure di interferenza
- Dalla legge di SB, dallo spettro ottengo  $T$  e  $L$  applicando la SB ottengo  $R$

I raggi stellari, e quindi i diametri vanno da valori di 1000 volte più piccolo a quello del sole (soli 10 km per le pulsar) a migliaia di volte più grande

## MASSA DI UNA STELLA

Viene valutata in Masse solari e può essere determinata con precisione soltanto applicando

### 1. LA III LEGGE DI KEPLERO GENERALIZZATA

In questo caso la stella deve esplicitare un effetto gravitazionale significativo su una stella vicina. Questo effetto si ha nei sistemi binari di cui dobbiamo conoscere i parametri dimensionali delle orbite intorno al comune centro di massa e i periodi orbitali. Allora vale

$$P^2 = 4\pi a^3 / G(m_1 + m_2)$$

dove  $P$  è il periodo orbitale intorno al centro di massa e  $m_1 + m_2$  la somma delle due masse stellari

per separare le due masse stellari si devono applicare le seguenti relazioni

$$m_1 + m_2 = a^3 / p^3 P^2 \quad e \quad a_1 / a_2 = m_2 / m_1$$

Dove  $a$  = angolo sotteso dal semiasse maggiore dell'orbita dal centro di massa

$p$  = angolo di parallasse

e  $a_1$  e  $a_2$  = semiasse maggiori delle due orbite stellari dal centro di massa

## 2. RELAZIONE MASSA-LUMINOSITA'

Si applica la seguente relazione

$$\log(L/L_{\odot}) = n \log(M/M_{\odot})$$

dove  $n$  è un coefficiente che varia a seconda della stella

$n \approx 3$  per stelle massicce

$n \approx 4$  per stelle come il sole

$n \approx 2,5$  per le stelle nane

Per le stelle di sequenza principale si può effettuare la seguente generalizzazione

$$L = m^{3,5}$$

## 3. DALL'ANALISI SPETTRALE

Se negli altri modi non è possibile valutare la massa della stella essa si può individuare indirettamente dagli spettri risalendo tramite le righe spettrali alla gravità superficiale.

I limiti di massa stellare vanno, per la sequenza principale, da  $0,1 M_{\odot}$  per la classe M a  $20 M_{\odot}$  per la classe O

Più in generale si reputano casi limite  $0,05 M_{\odot}$  come valore minimo e  $60 M_{\odot}$  come valore massimo. Casi eccezionali si hanno con stelle come Eta Carinae che giunge a  $120 M_{\odot}$

Ma come mai vi sono questi limiti? Il limite minimo è imposto dal minimo quantitativo di materia necessario per giungere, con la contrazione gravitazionale tipica della prima fase della nascita delle stelle, a una temperatura sufficiente per poter fondere l'idrogeno tramite le reazioni di fusione termonucleare.

Il limite massimo sarebbe in parte dovuto alla grande forza centrifuga che si otterrebbe nelle zone equatoriali dell'oggetto che sta contraendosi, che porterebbe ad una sua frammentazione in masse più piccole; tuttavia c'è da considerare anche il fatto che le stelle non nascono mai sole, da una nube molecolare nascono contemporaneamente più stelle a causa della formazione di più centri di gravità sui quali si innesca il collasso ( $\rightarrow$  ammassi aperti). Ciò porterebbe quindi a stelle sempre con massa limitata. (vedi maggiori dettagli con l'evoluzione stellare).

## FUNZIONE DI SALPETER

Il numero di stelle per unità di volume è inversamente proporzionale alla massa stellare secondo questa relazione

$$\Psi(M) \approx K M^{-2,35}$$

Questo significa che nel cosmo per unità di volume vi sono sempre poche stelle massicce e molto di più stelle piccole, quindi diminuendo la massa, aumenta il numero di stelle. E' curioso che lo stesso avviene per gli esseri viventi. Di giganti come gli elefanti e le balenottere o le sequoie ve ne sono pochi, mentre la Terra pullula di organismi più piccoli come i batteri..

## RELAZIONE PERIODO – LUMINOSITA' PER LE VARIABILI CEPHEIDI

Per ogni tipo di Cepheide esiste un grafico a se stante. Dato che  $L$  è inversamente proporzionale a  $d^2$  si risale tramite il periodo alla magnitudine assoluta, quindi a  $L$  e alla distanza (to be continued...)