

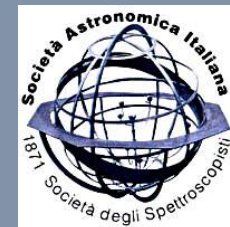


# Olimpiadi Italiane di Astronomia

Preparazione alla fase interregionale  
delle Olimpiadi Italiane di Astronomia

## MAGNITUDINI

By Giuseppe  
Cutispoto



# Magnitudine apparente

La magnitudine apparente (**m**) di una stella (in generale di un corpo celeste) è un indice di quanto ci appare luminosa nel cielo; detto **F** il flusso misurato si definisce:

$$m = - 2.5 \log F + C$$

Di norma il flusso è misurato solo in un intervallo dello spettro elettromagnetico, per cui si riporta un'indicazione della lunghezza d'onda a cui è stata fatta la misura. Ad esempio il simbolo " $m_v$ " indica una misura nella banda "V" (centrata a  $\lambda = 5510 \text{ \AA}$ ). La magnitudine apparente è "facile" da misurare e possiamo assumere di conoscerla per tutti gli oggetti visibili nel cielo.

La costante "**C**" è stata scelta in modo che la magnitudine di Vega (=  $\alpha$  Lyr) sia pari a zero. **La scala delle magnitudini è "inversa"**: a numero minore corrisponde una luminosità maggiore.

# Flusso e luminosità

Detta **L** l'energia elettromagnetica totale emessa nell'unità di tempo (luminosità) da una stella e **d** la sua distanza, il flusso misurato a Terra è legato alla luminosità dalla relazione:

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

Il flusso diminuisce col quadrato della distanza, quindi la magnitudine apparente non fornisce indicazioni sulla reale luminosità di una stella; stelle di pari luminosità poste a distanza diversa hanno magnitudini apparenti diverse.

Poiché le stelle si comportano, con buona approssimazione, come dei **corpi neri** (un corpo ideale che assorbe tutta la radiazione incidente su di esso) la loro luminosità è data da:

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

dove **R** è il raggio della stella, **T** la temperatura della fotosfera in gradi assoluti e  $\sigma$  la costante di Stefan-Boltzmann.

# Operazioni con le magnitudini

**Differenza di magnitudini.** Date due stelle di magnitudine  $m_1$  e  $m_2$  vale la relazione:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log F_1 + 2.5 \log F_2 = -2.5 \log \left( \frac{F_1}{F_2} \right) = -2.5 \log \left( \frac{R_1^2 T_1^4}{d_1^2} \right) \left( \frac{d_2^2}{R_2^2 T_2^4} \right)$$

**Somma di magnitudini.** Le magnitudini **NON** si possono sommare direttamente, inoltre **NON** è possibile utilizzare delle proporzioni. Date due stelle di magnitudine  $m_1$  e  $m_2$  la loro magnitudine totale vale:

$$m_{1+2} = m_1 + m_2 = m_2 - 2.5 \log (10^{0.4(m_2 - m_1)} + 1)$$

In generale dato un qualsiasi numero di stelle vale la relazione:

$$m_1 + m_2 + m_3 + \dots = -2.5 \log (10^{-0.4m_1} + 10^{-0.4m_2} + 10^{-0.4m_3} + \dots)$$

Il valore del flusso misurato dipende dallo spessore di atmosfera che la luce della stella deve attraversare, cioè dall'altezza della stella sull'orizzonte: I valori tabulati, o nei casi in cui non si fa esplicito riferimento all'altezza, si riferiscono alla magnitudine allo Zenith. A occhio nudo si possono osservare stelle fino a  $m \approx 6$ , con gli attuali più grandi telescopi fino a  $m \approx 30$ .

# Magnitudine assoluta

La magnitudine assoluta (**M**) di una stella (in generale di un corpo celeste) è definita come la magnitudine apparente che avrebbe se si trovasse a una distanza di 10 parsec dall'osservatore. **M** è una vera stima della luminosità; infatti una stella più luminosa di un'altra ha una **M** più piccola.

Esprimendo la distanza in **parsec** esiste una semplice relazione che lega **m** con **M**:

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

È facile dimostrare che:  $M_1 - M_2 = -2.5 \log \left( \frac{R_1^2 T_1^4}{R_2^2 T_2^4} \right)$

# Indice di colore

Si definisce **indice di colore** di una stella la differenza tra le magnitudini della stella misurate in due diverse regioni (bande) dello spettro elettromagnetico.

L'indice di colore più usato è il **B-V** del sistema fotometrico di Johnson, che indica la differenza di magnitudine di una stella misurata nelle bande B e V.

L'indice **B-V** può essere usato per ottenere una buona stima della temperatura della fotosfera della stella.

# Magnitudine di sorgenti estese

Le relazioni sin fornite si riferiscono a oggetti puntiformi, come, data la loro grande distanza, possono essere considerate tutte le stelle.

La luminosità totale di una sorgente astronomica estesa, come per esempio un pianeta, una galassia, un ammasso stellare o una cometa, sono espresse dalla loro **magnitudine integrata**, che si ricava a partire dalla magnitudine superficiale ( $m_{\text{sup}}$ ), che indica la magnitudine di una porzione standard (tipicamente  $1 \text{ arcsec}^2$ ) della sorgente estesa; se un oggetto esteso ha  $m_{\text{sup}}$  uniforme, detta **A** la sua area (espressa nelle medesime unità dell'area a cui si riferisce la  $m_{\text{sup}}$ ) avremo:

$$m_{\text{integrata}} = m_{\text{sup}} - 2.5 \log A$$

# Magnitudine di sorgenti estese

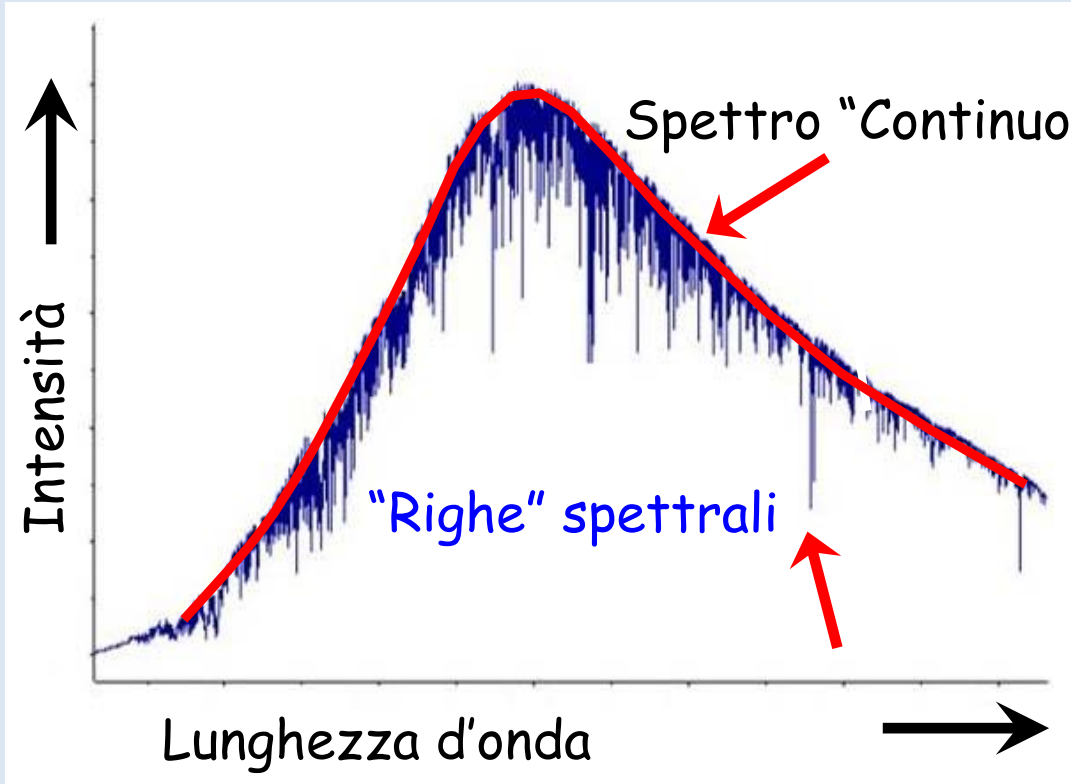
Se un oggetto esteso e uno puntiforme hanno la stessa magnitudine, vuol dire che riceviamo da essi la stessa quantità totale di luce; tuttavia l'oggetto esteso sarà molto più difficile da osservare di quello puntiforme, poiché la sua luce è dispersa su un'area.

La magnitudine superficiale ci fornisce un'indicazione di quanto la sorgente estesa è facilmente osservabile in contrasto con la luminosità intrinseca del cielo.

La luminosità del cielo notturno allo Zenith nella banda V è  $V_{\text{cielo}} \sim 21.9$  mag/arcsec<sup>2</sup>



# Spettri stellari

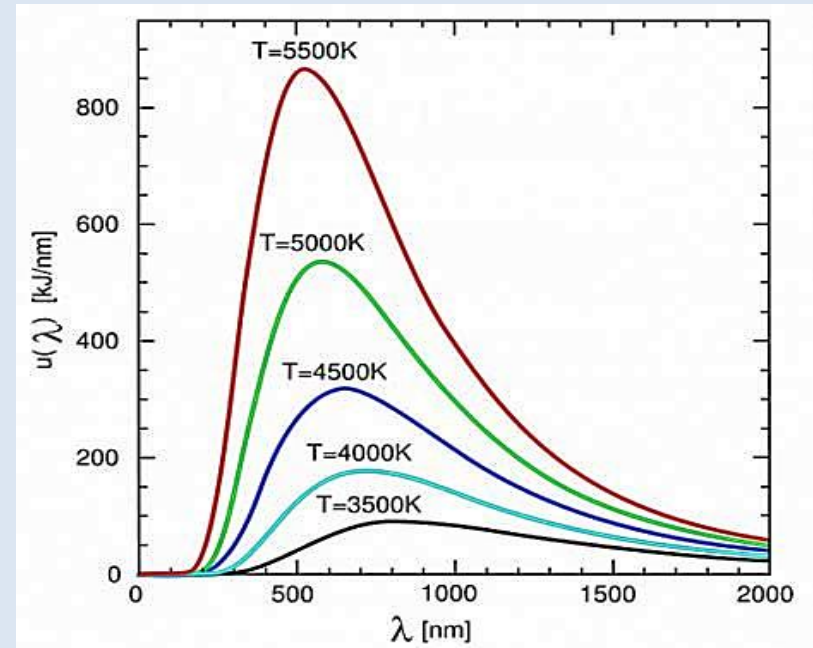


Con il termine **spettro** di una stella si indica la distribuzione in lunghezza d'onda (o in frequenza) dell'energia emessa dalla stella.

In uno spettro stellare possiamo identificare una componente **continua**, che permette di ricavare la temperatura della fotosfera e le **righe in assorbimento** (più raramente in **emissione**), che permettono di ricavare composizione chimica e gravità della fotosfera.

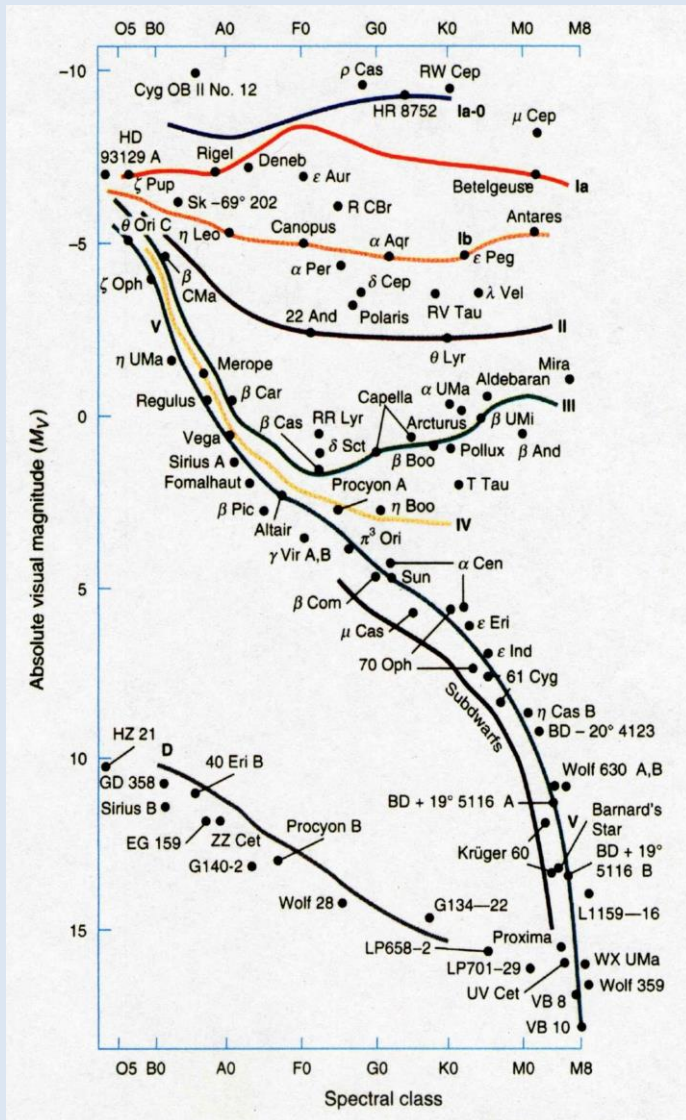
# Spettri stellari

La temperatura effettiva della fotosfera di una stella viene ricavata dal confronto dello spettro continuo con le curve di emissione di corpi neri a varie temperature (**nota**: le curve dei corpi neri a diversa temperatura non si intersecano mai)



Alle stelle viene assegnato un “Tipo Spettrale” che dipende dalla temperatura della fotosfera. A parità di temperatura la forma delle righe è sensibile alla gravità, ovvero al raggio della stella

# Il diagramma HR



È uno dei diagrammi più importanti e più usati dell'Astrofisica.

Si ottiene a partire dalle stelle di cui si conosce la temperatura (dal **tipo spettrale** o dall'**indice di colore**) e la distanza.

Le stelle occupano solo determinate regioni del diagramma e possono essere distinte in **classi di luminosità** (stelle con la stessa temperatura della fotosfera, ma raggio diverso).

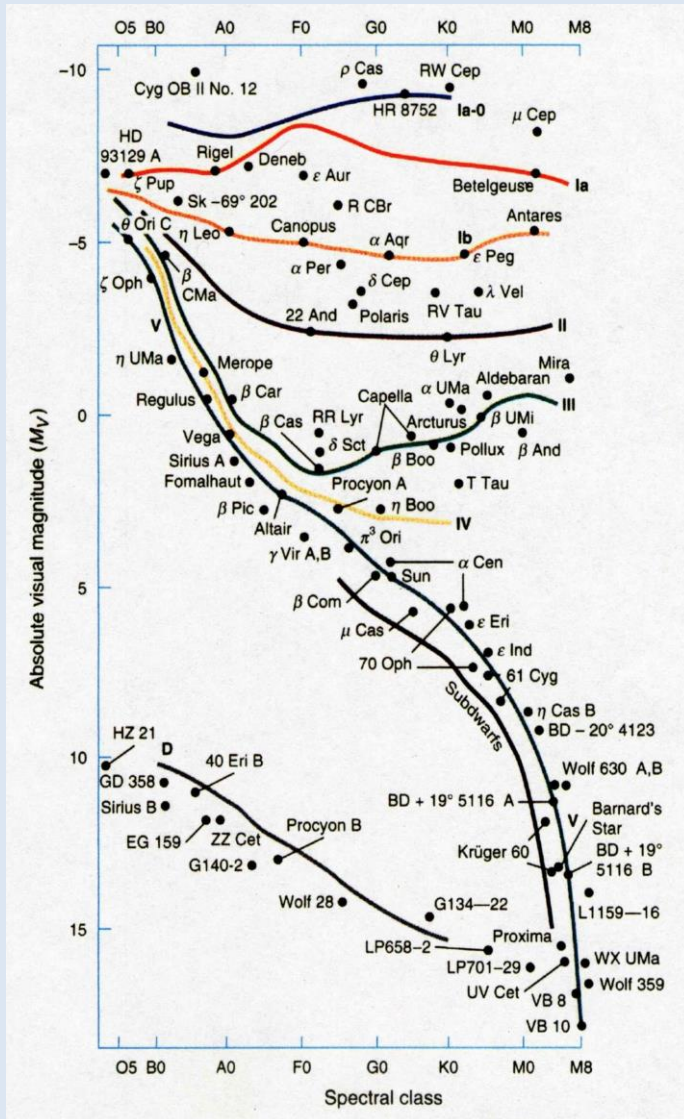
V (Sequenza Principale) = Nane

IV = Subgiganti

III = Giganti

II, I = Supergiganti

# Il diagramma HR

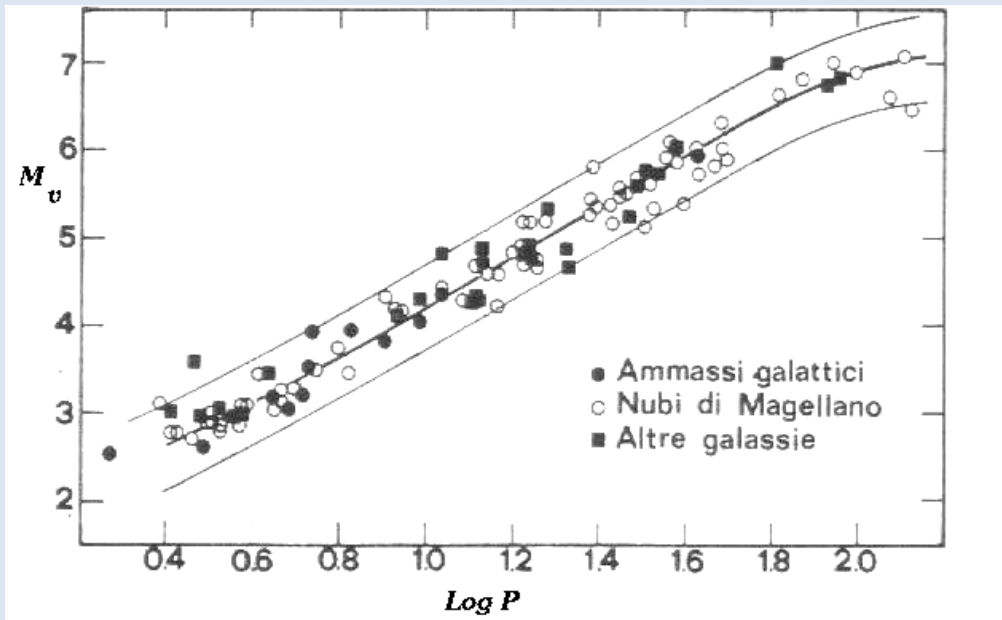


Una volta costruito il diagramma H-R, se di una stella di distanza non nota riusciamo a ricavare la magnitudine assoluta (per esempio dal tipo spettrale e dalla classe di luminosità), ne possiamo calcolare la distanza (metodo delle parallassi fotometriche):

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

$$d = 10^{\left(\frac{m - M + 5}{5}\right)}$$

# Relazione Periodo-Luminosità



Le “Cefeidi” sono una particolare categoria di stelle pulsanti molto luminose la cui magnitudine assoluta media è legata al periodo di variabilità

Il loro studio è stato di enorme importanza per l’Astronomia, perché ha permesso di stimare per la prima volta in modo preciso le distanze extragalattiche.

Per una cefeide di periodo  $P$  (espresso in giorni) vale la relazione:

$$M_v = -2.85 \log P - 1.37$$

Nota il periodo dalla magnitudine apparente media ( $m_v$ ) possiamo quindi ricavare la distanza della cefeide (in parsec) e quindi della galassia che la ospita:

$$d = 10^{\left(\frac{m_v - M_v + 5}{5}\right)}$$