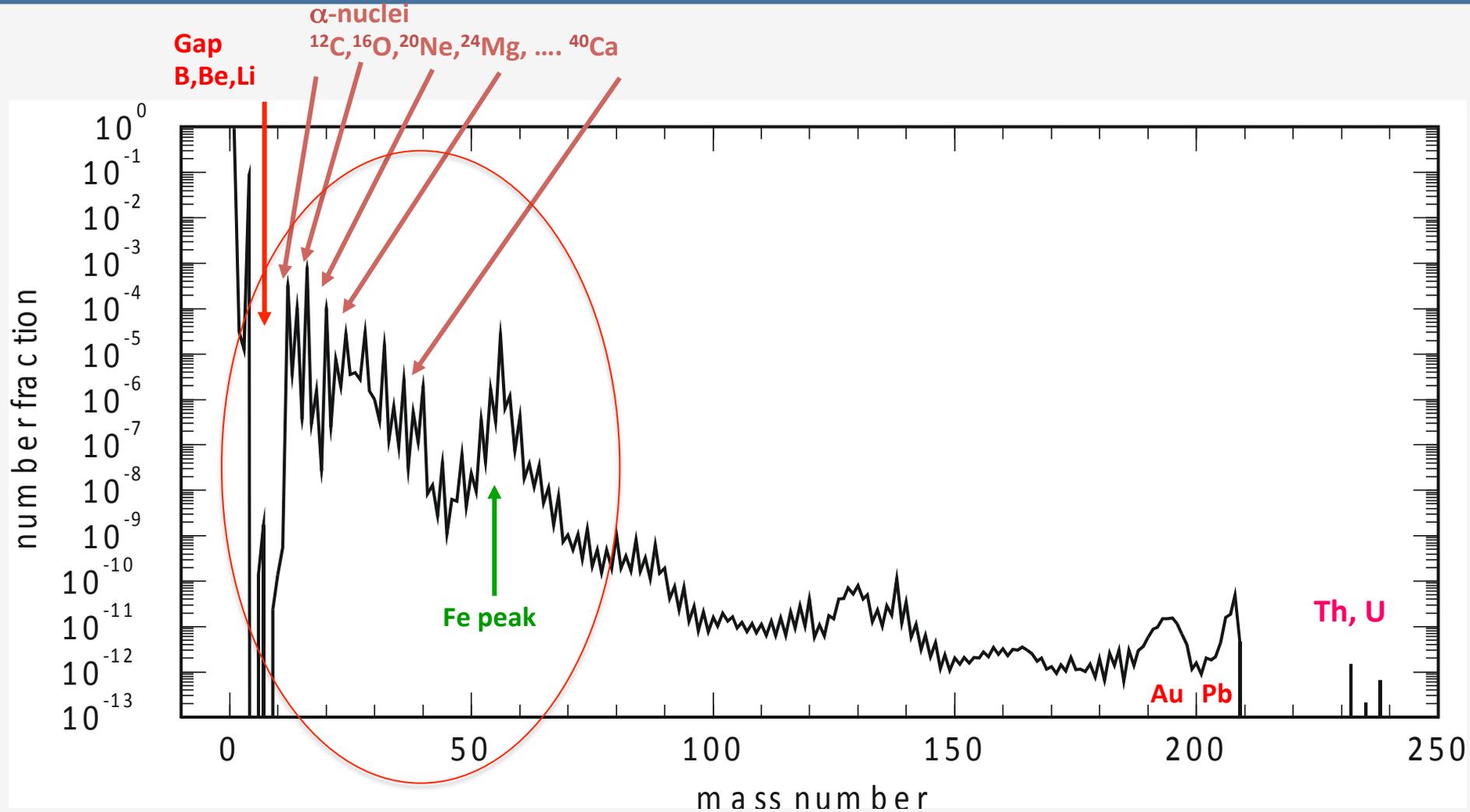
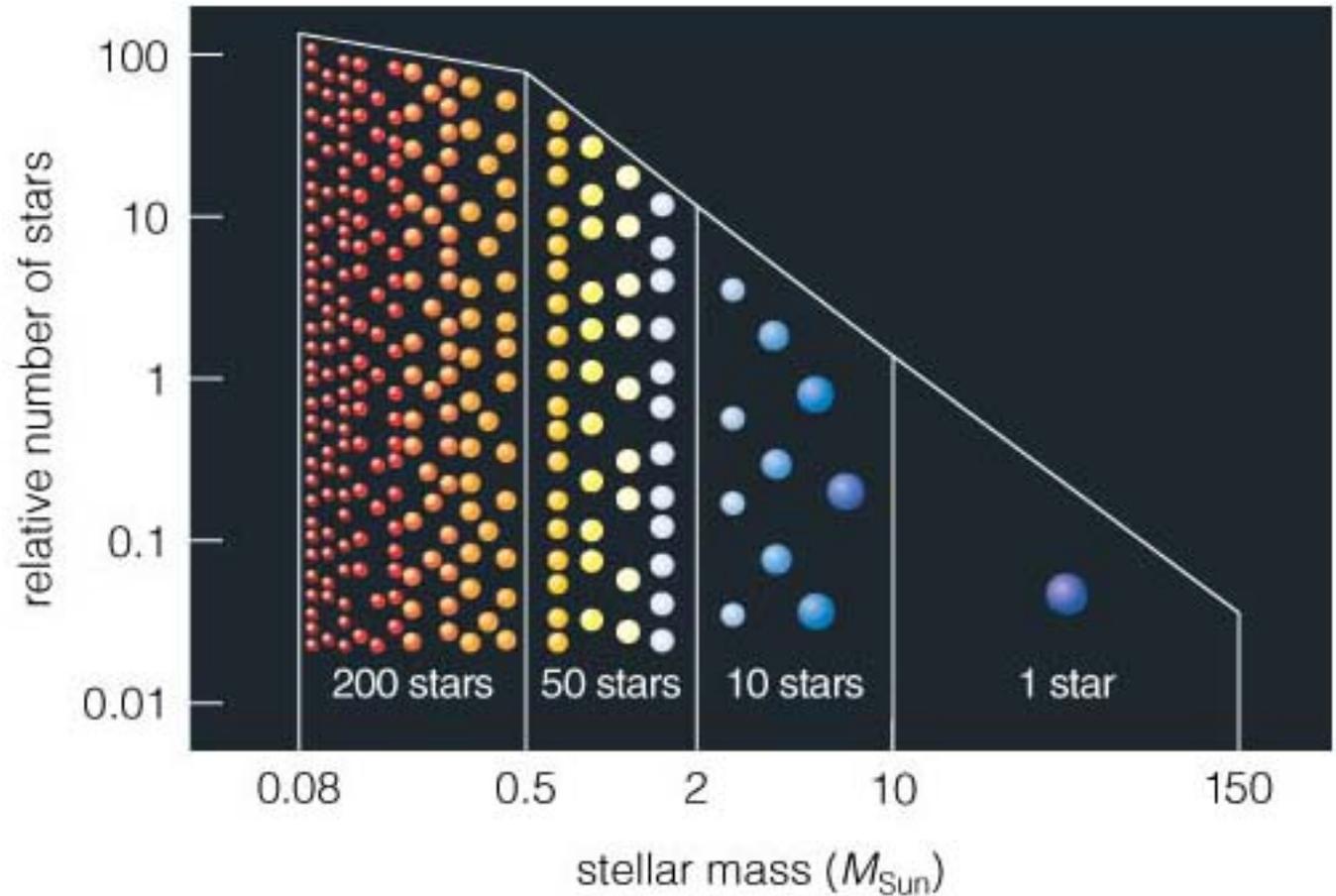


Abbondanze degli elementi



Evoluzione Stellare

Cluster d Stelle



Parametri osservabili

Temperatura: Le stelle blue sono quelle più calde, le rosse sono le più fredde. La temperatura delle stelle va dai 3000 ai 50000 °K.

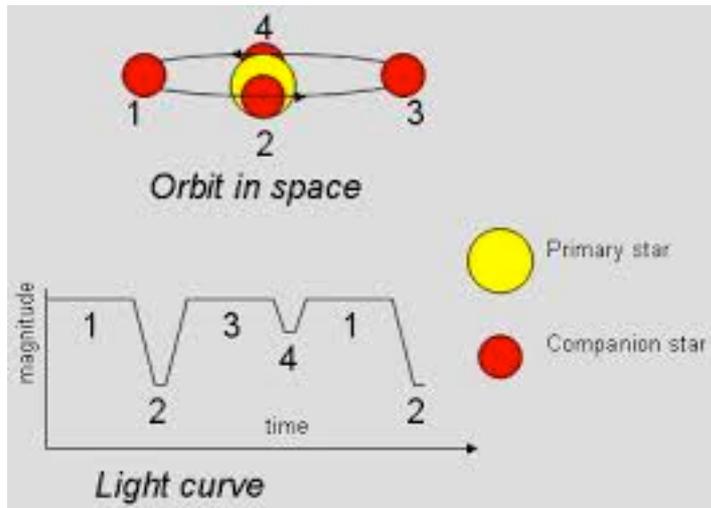
Brillantezza: La brillantezza di una stella è misurata determinando l'energia irradiata dalla stella che viene rivelata per unità di tempo e per unità di superficie da un rivelatore.

Se la distanza della stella è nota la **luminosità** L della stella (energia totale irradiata per unità tempo) può essere determinata.

La luminosità, così come la massa, viene riferita in termini di luminosità solare L/L_{\odot} .

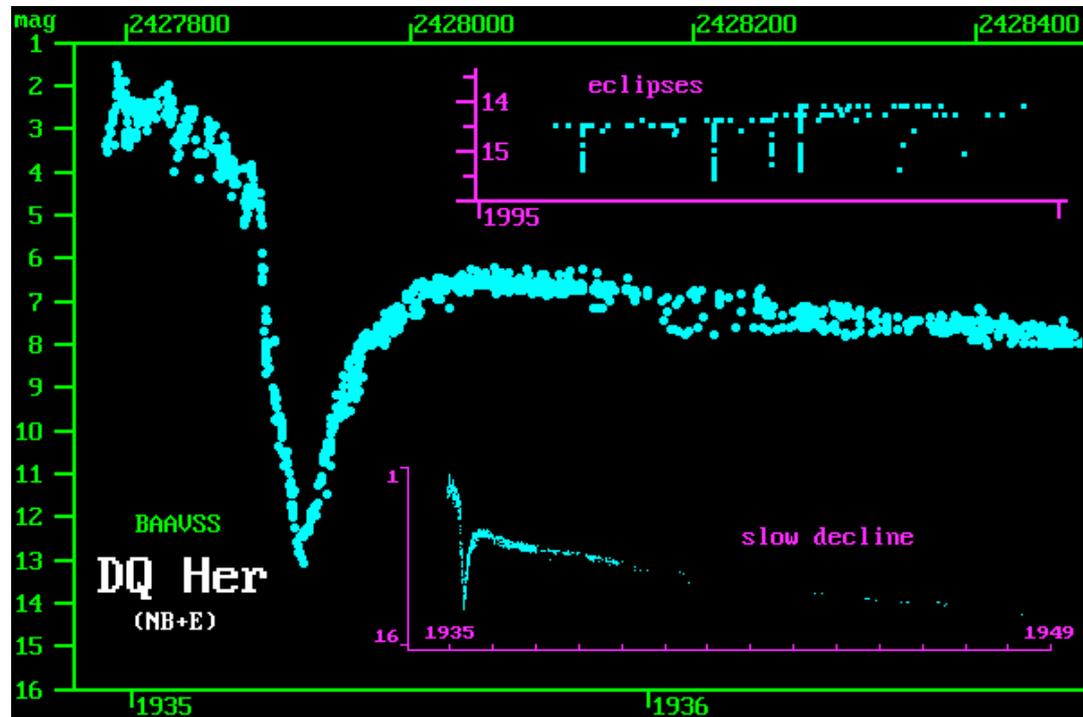
Il rapporto L/L_{\odot} varia da 10^{-4} a 10^6 per M/M_{\odot} 0.1 a 100

Stelle variabili

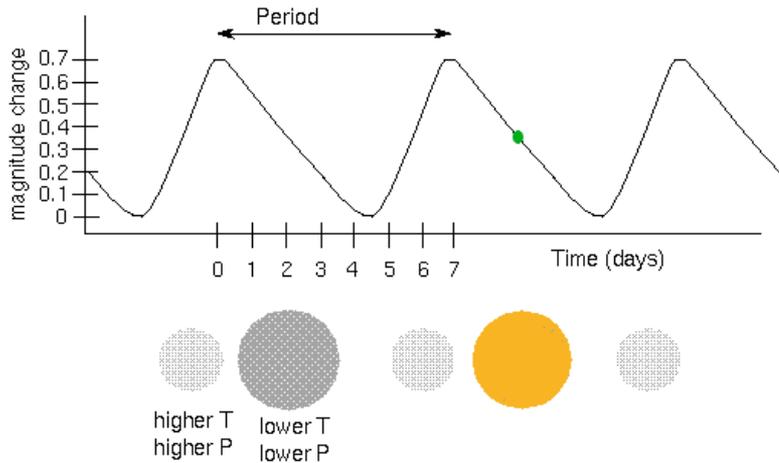


Eclipsing stars: In queste stelle la brillantezza varia perché sono stelle binarie in cui una stella eclissa l'altra

Eruptive stars: Queste stelle mostrano un incremento irregolare della brillantezza. Si pensano siano stelle binarie con distanza di poco superiore al diametro di una stella tipica. Si ipotizza che ci sia un trasferimento di massa da una stella alla compagna con la possibilità di triggerare esplosione, con espulsione di materiale da parte della stella compagna



Stelle variabili



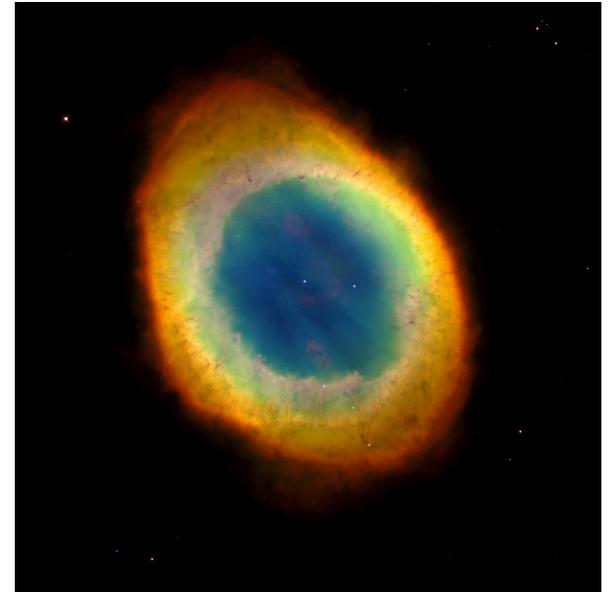
Cepheid variables: outward pressure (P) and inward gravity compression are out of sync, so star changes size and temperature: it **pulsates**.

RR-Lyrae variables are smaller and have pulsation periods of less than 24 hours. Also, their light curve looks different from the *Cepheid* light curve.

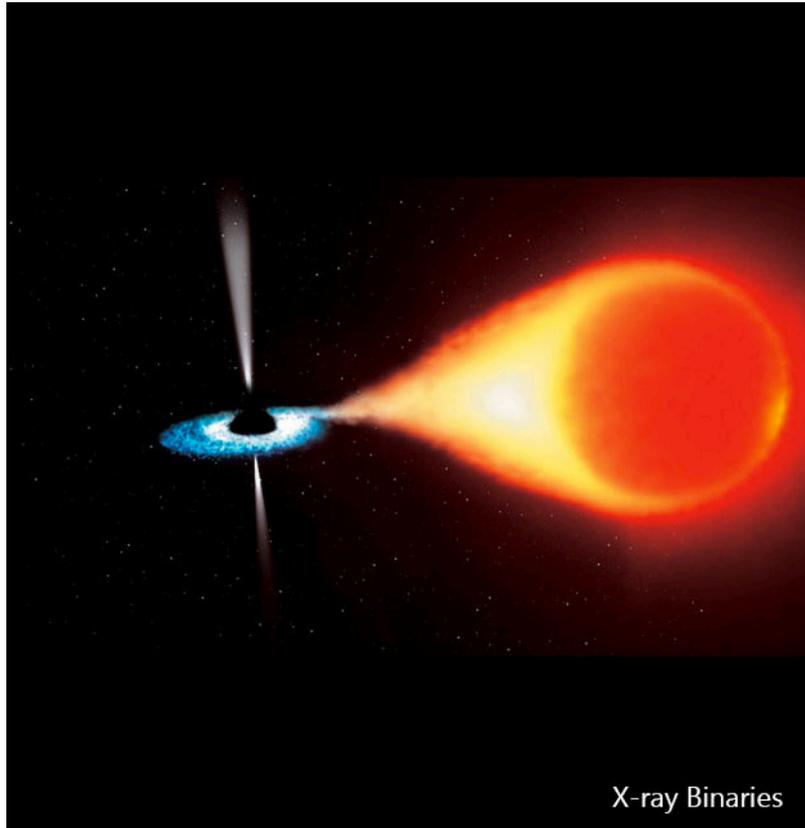
Pulsating stars: Molte giganti e supergiganti hanno una brillantezza variabile con una frequenza costante. Vengono chiamate pulsanti perché subiscono dei fenomeni di contrazione ed espansione, diventando rispettivamente più calde e più fredde. Le Cefeidi sono le stelle pulsanti usate come “candele standard” per stabilire la distanza delle galassie più lontane.

Infatti conoscendo la brillantezza e la frequenza di pulsazione si può risalire alla distanza dalla terra della stella.

Planetary Nebulae: sono stelle circondate da un alone di materiale espulso dalla stella. Il materiale nell’alone brilla per effetto fluorescente, infatti assorbe la radiazione UV prodotta dalla stella e riemette quest’energia nel visibile.



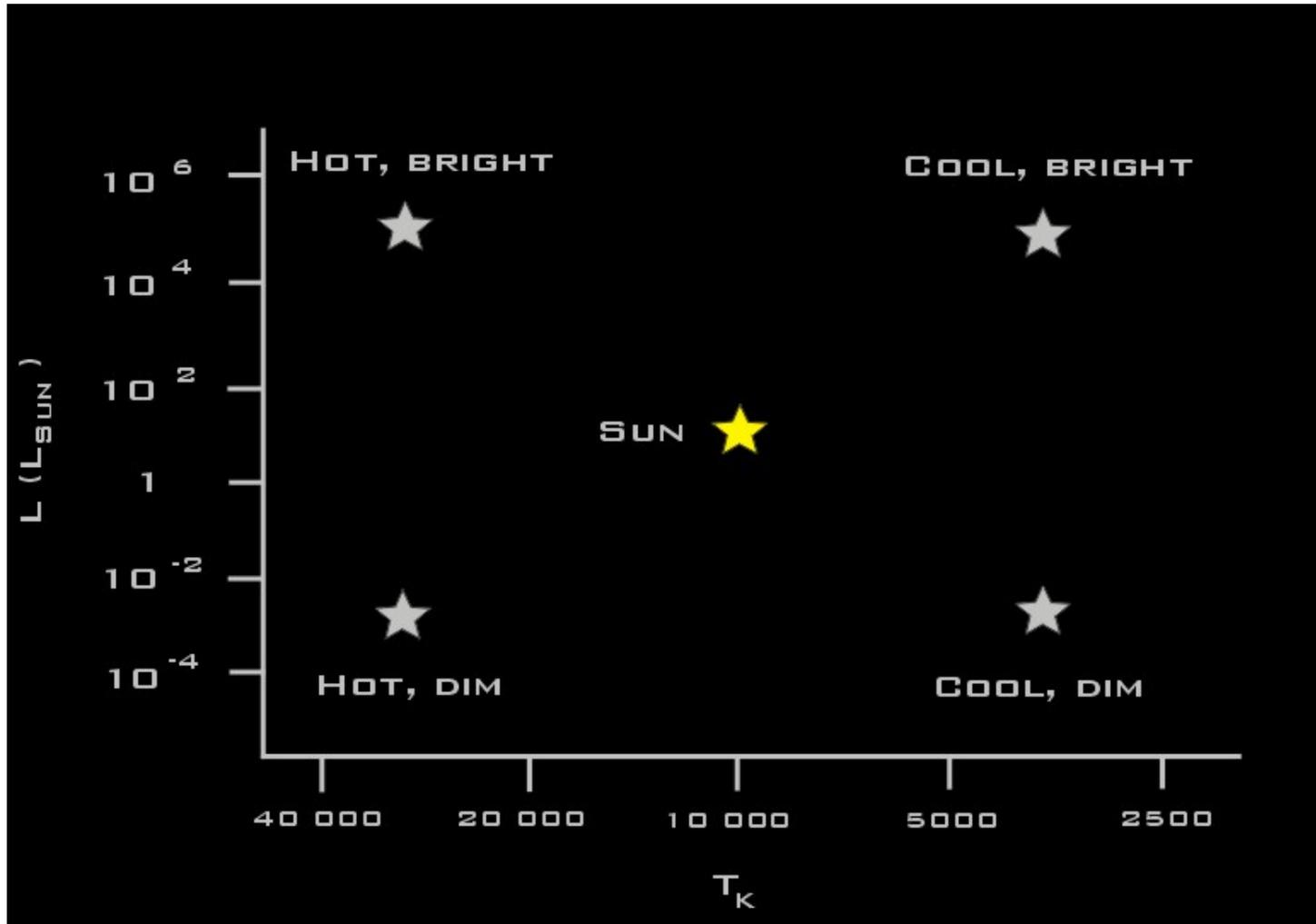
Stelle variabili



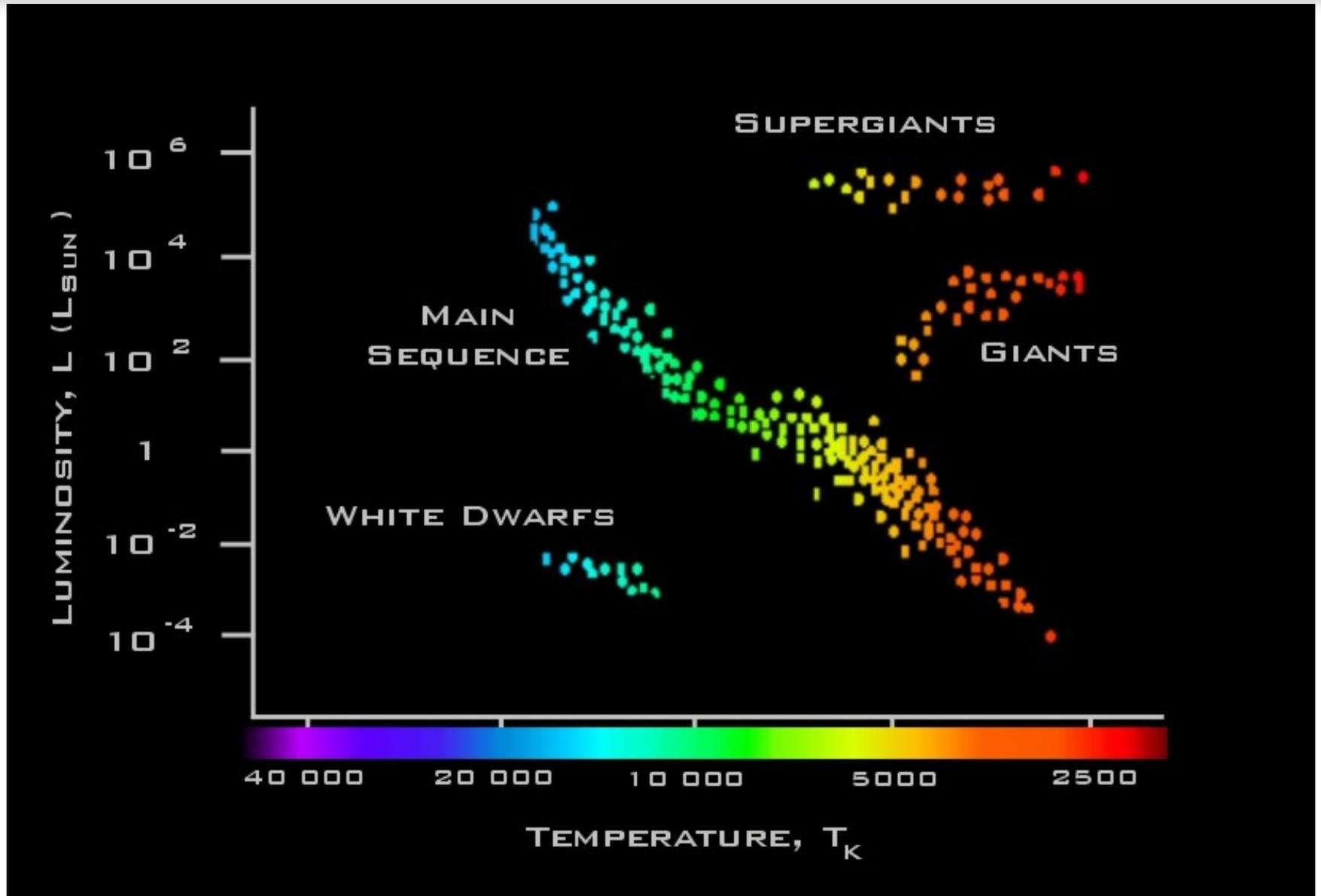
X-ray stars: sono una classe di stelle in cui l'energia emessa tramite radiazione X è di gran lunga superiore a quella delle onde radio. La loro luminosità nella regione del visibile è di circa 10^2 volte superiore a quella del sole, mentre quella nella regione dei raggi-X è di circa 10^9 maggiore di quella del sole.

Sono sistemi binari in cui uno dei membri è una stella compatta, come una stella di neutroni, o un buco nero. Di solito vengono divise in stelle a raggi X di classe I e classe II in base alla grandezza della stella compagna.

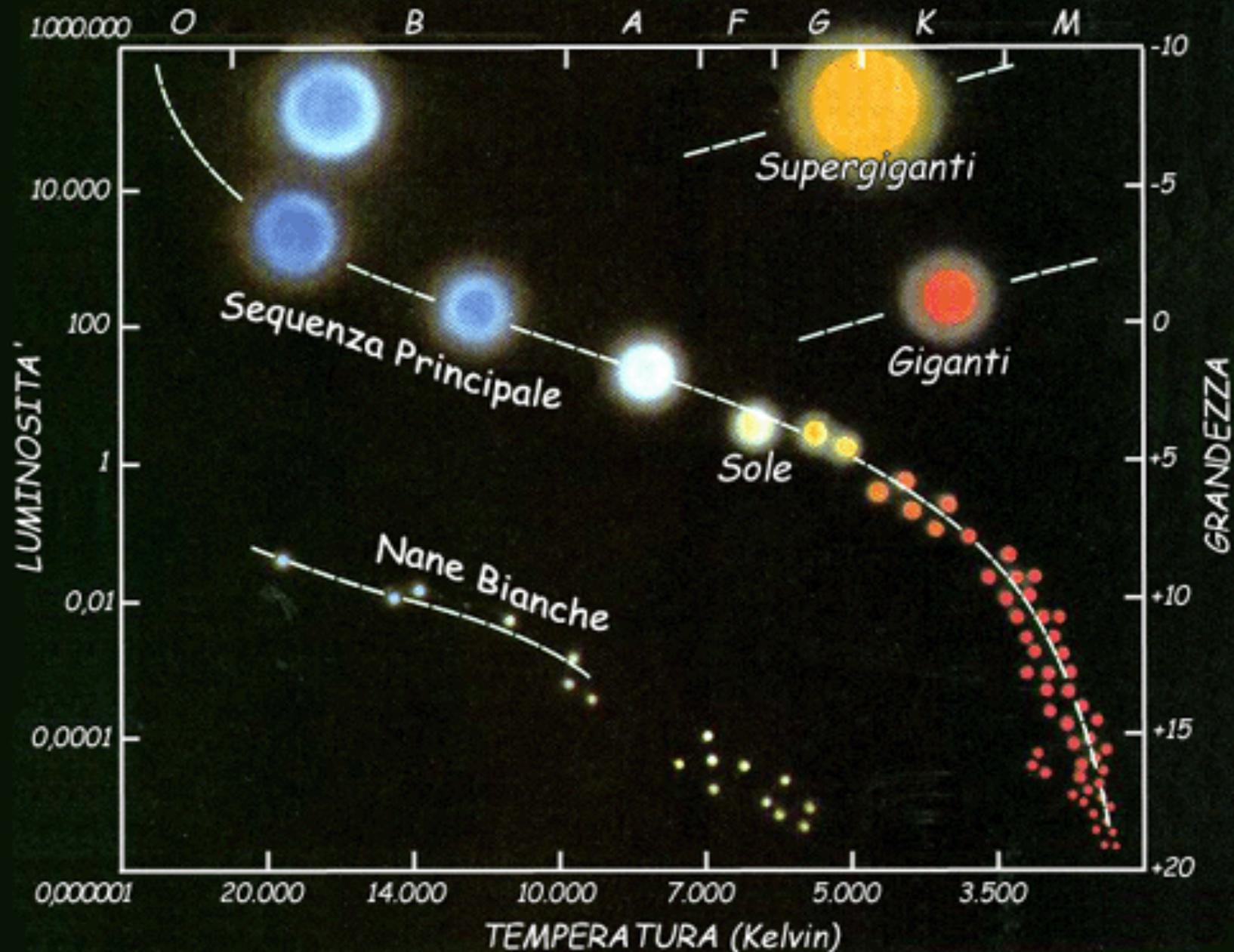
Diagramma di Hertzsprung-Russell



Hertzsprung-Russell diagram

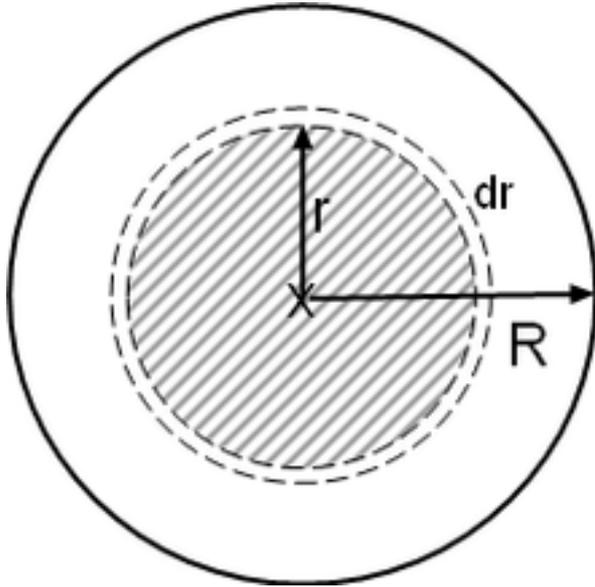


CLASSI SPETTRALI



Evoluzione delle stelle singole

Parametri fondamentali



$\rho(r)$: densità della materia

$T(r)$: Temperatura

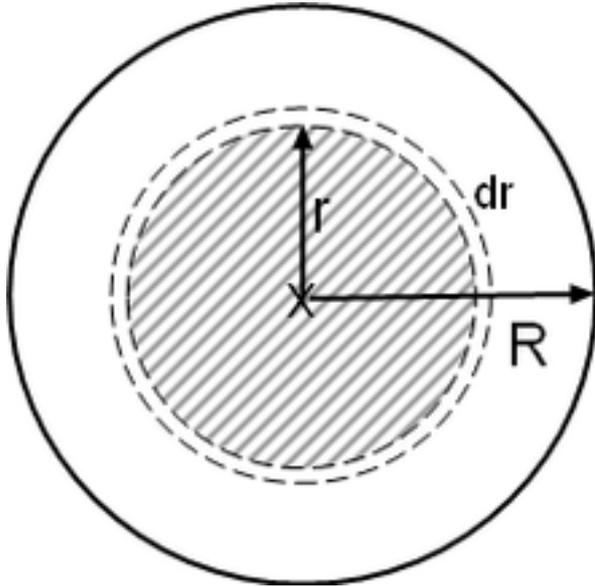
$P(r)$: pressione totale (quella della materia + quella della radiazione)

$l(r)$: luminosità

$\epsilon(r)$: velocità di produzione di energia per unità di massa in un guscio sferico di spessore dr

Si assume che la stella si trovi in equilibrio statico:
materia e fotoni si trovano alla stessa temperatura:

Equazioni della struttura stellare



$$\frac{dP}{dr} = -\frac{Gm\rho}{r^2}$$

Equilibrio idrostatico
 $m(r)$ massa cumulativa
 G costante gravitazionale universale

$$\frac{dm}{dr} = 4\pi r^2 \rho$$

Equazione di continuità della massa

$$\frac{dl}{dr} = 4\pi r^2 \rho (\varepsilon - \varepsilon_\nu)$$

Equazione dell'energia
 ε_ν luminosità liberata sotto forma di neutrini per unità di massa

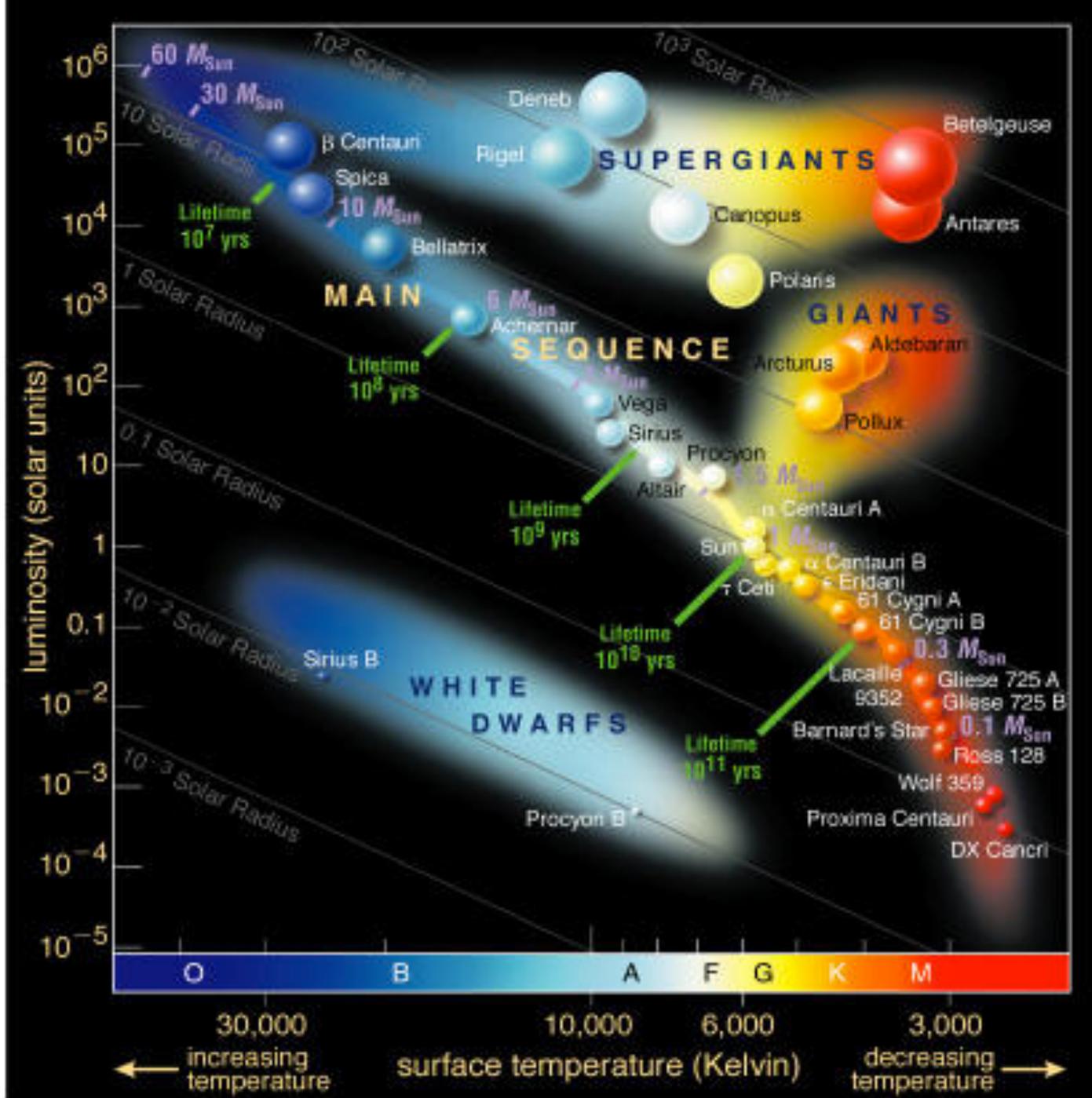
Equazione del trasporto dell'energia, ha forme diverse in relazione al modo in cui essa viene trasportata:

$$\frac{dT}{dr} = \frac{1}{k} \frac{l}{4\pi r^2}$$

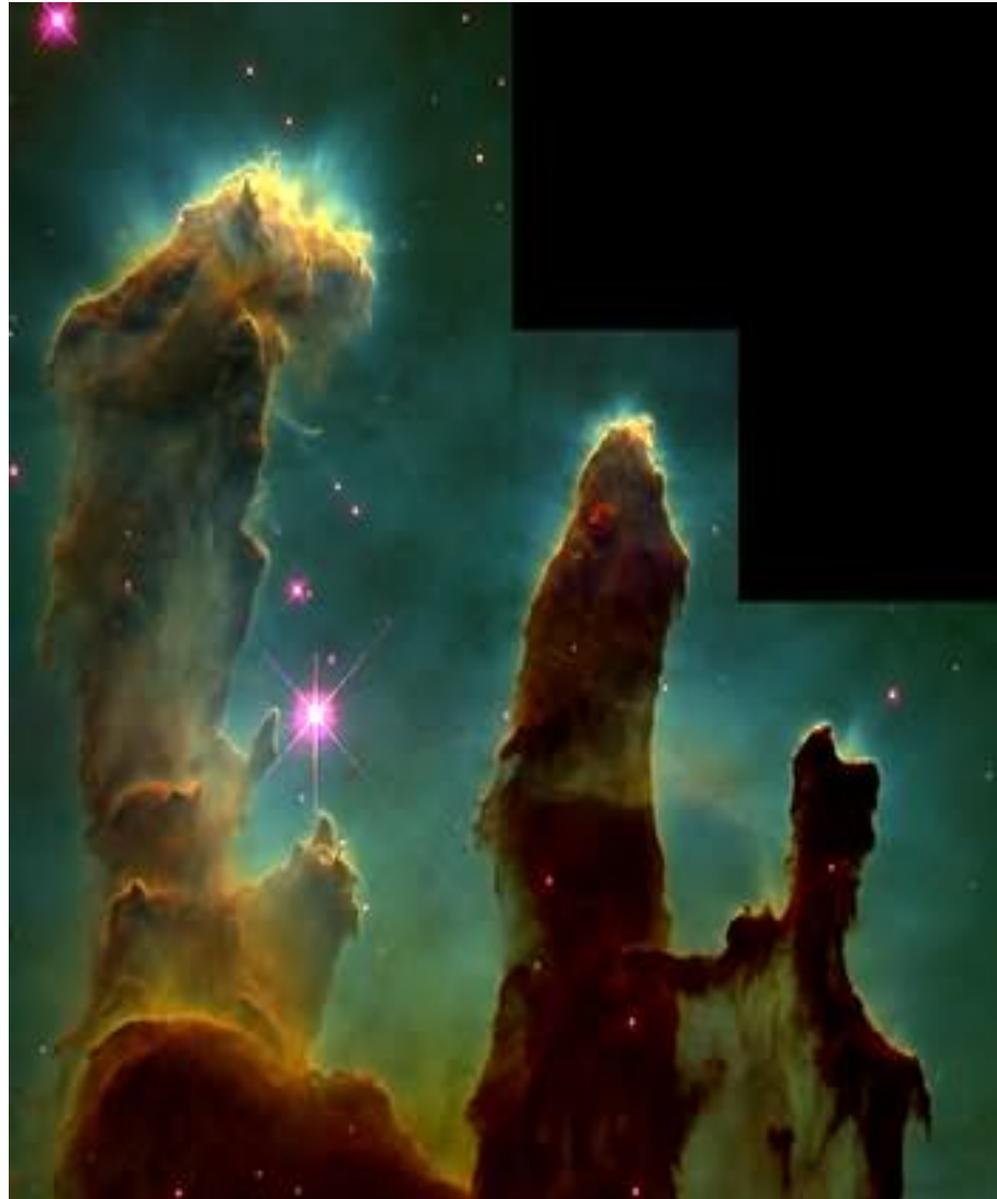
Conduzione. k conduttività termica

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3\kappa\rho l}{4\pi r^2 \sigma T^3}$$

Irraggiamento.
 κ opacità della materia
 σ costante di Stefan-Boltzman



- Le stelle si originano da enormi nubi di gas e polveri in quelli che vengono chiamati “globuli di Bok”. Queste “nebulose” sono formate da H e polveri ♪



fasi pre MS

Quando la nuvola di gas interstellare composta principalmente da H e He (70% e 28%) inizia a contrarsi, l'energia potenziale gravitazionale si trasforma in energia termica e in radiazione. Il gas inizialmente è in caduta libera (dovuto alla gravitazione) e la maggior parte dell'energia liberata è radiata perché il gas è relativamente trasparente. Con l'aumentare della densità, l'opacità aumenta e parte dell'energia radiata è ritenuta dalle nuvole. Così la temperatura e la pressione iniziano ad aumentare e la contrazione della parte centrale è rallentata.

L'aumentare della temperatura causa

- 1) una dissociazione molecolare del H_2 in atomi.
- 2) quindi una ionizzazione degli atomi di H e He.

fasi pre MS

Quando la temperatura è di 10^5 °K il gas è essenzialmente ionizzato.

Gli elettroni strippati bloccano efficientemente la radiazione, come risultato la pressione e la temperatura aumentano e questa blocca il collasso della nuvola. La stella è nella MS ed è in equilibrio idrostatico, mentre continua ad attirare materiale dalla parte esterna della nuvola.

La sorgente di energia è gravitazionale, le prime reazioni nucleari avvengono quando la temperatura centrale raggiunge alcuni milioni di gradi k.

Il D primordiale si fonde con H, deuterium burning, il Li primordiale viene distrutto attraverso le reazioni (${}^7\text{Li} + p \rightarrow \alpha + \alpha$).

In questa fase, l'energia è trasportata via convezione. Sebbene l'energia rilasciata è molto piccola, le reazioni cambiano le abbondanze degli elementi leggeri permettendo di ricavare informazioni sulla temperatura al centro.

fasi pre MS

Quando la temperatura raggiunge diversi milioni di °K inizia la fusione del H in He e contribuisce ad aumentare l'energia totale di uscita.

Si raggiunge un punto in cui la fusione del H nel centro della stella diventa l'unica fonte di energia. A questo punto la stella è in equilibrio idrostatico e termico (cioè caratterizzato da un gradiente di temperatura che origina un flusso di energia verso l'esterno, quindi la stella è in una posizione nel diagramma H-R chiamata ZAMS (zero age MS))

Il tempo con cui una stella raggiunge lo ZAMS dipende dalla sua massa, i.e. per una stella simile al sole è di 75×10^6 anni.

Le stelle appena nate sono difficili da osservare perché sono abitualmente dei dischi di gas e polveri ruotanti.

Stelle pre MS



Evoluzione stellare dopo lo ZAMS

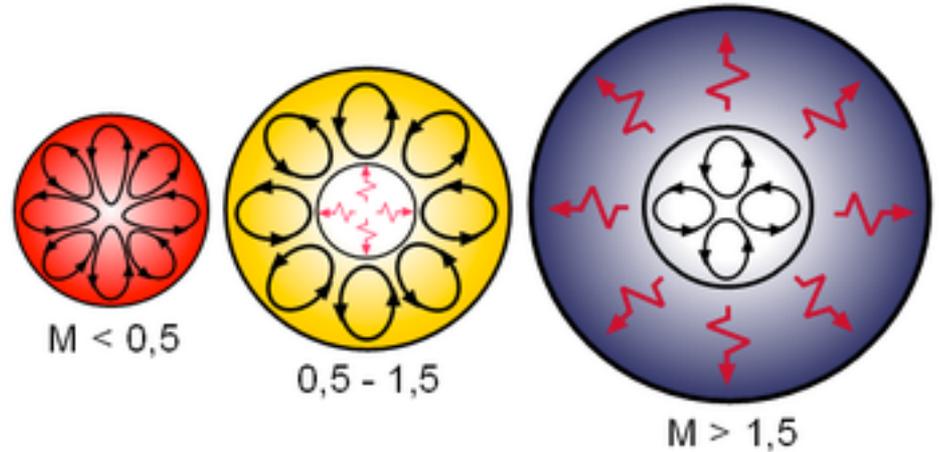
Massa iniziale: $0.013 M_{\odot} \leq M \leq 0.08 M_{\odot}$

Massa iniziale: $0.08 M_{\odot} \leq M \leq 0.5 M_{\odot}$

Massa iniziale: $0.5 M_{\odot} \leq M \leq 3 M_{\odot}$

Massa Iniziale: $3 M_{\odot} \leq M \leq 11 M_{\odot}$

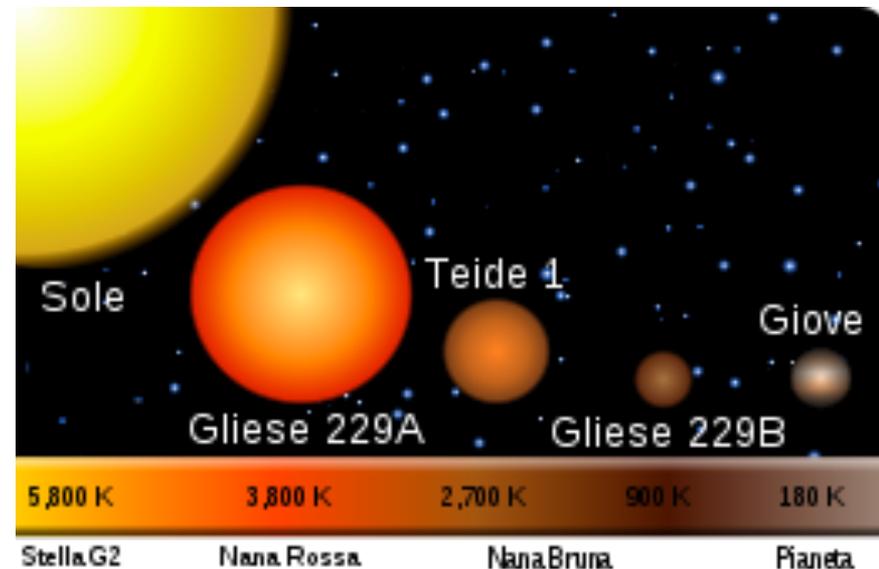
Massa iniziale : $M \geq 11 M_{\odot}$



Massa iniziale: $0.013 M_{\odot} \leq M \leq 0.5 M_{\odot}$

Nane rosse: Non raggiungono la fusione del H e quindi non generano sufficiente energia nucleare per fornire una pressione di supporto. Sono puramente convettive e l'energia nella prima fase è solo quella gravitazionale. Sebbene non siano delle stelle vere, esse bruciano deuterio, questo le rende diverse dai grandi pianeti tipo Giove, che fornisce una piccola quantità di energia. Lo strato esterno può essere descritto come un gas perfetto mentre il centro come elettrone degenerato. Il risultato è che si ferma la contrazione e la stella si raffredda lentamente, approssimativamente a raggio costante, radiando la sua energia termica nello spazio.

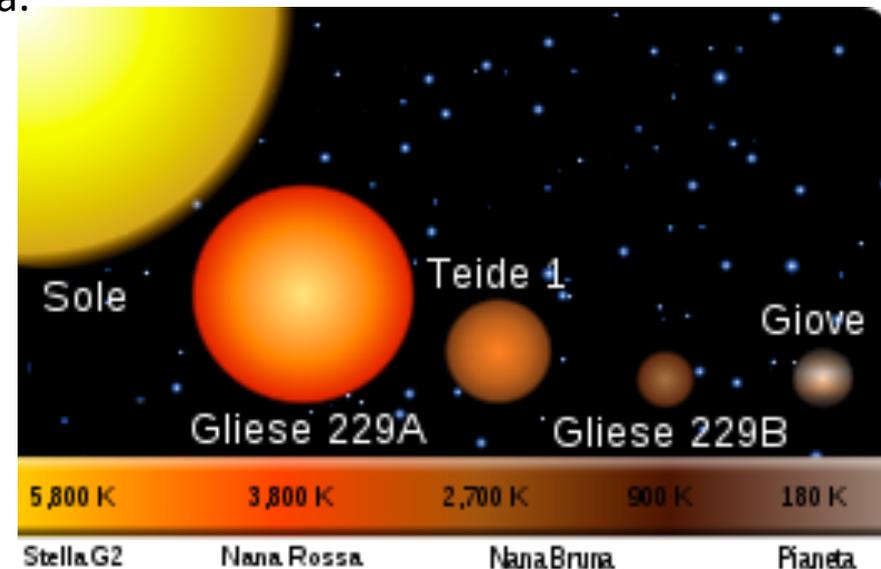
La **materia diventa degenere** ad una relativamente alta densità come risultato della legge di Pauli. Un gas degenerato resiste fortemente alla compressione perché gli elettroni non possono spostarsi in livelli energetici già occupati (incremento della temperatura, ma un basso effetto sulla pressione).



Massa iniziale: $0.013 M_{\odot} \leq M \leq 0.5 M_{\odot}$

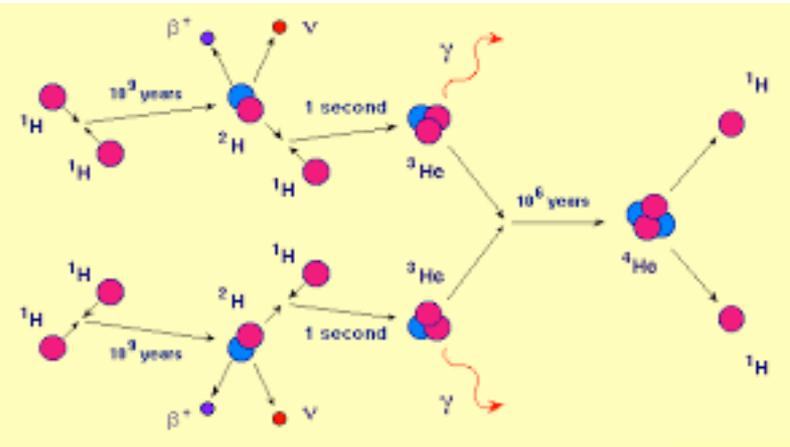
Il massimo valore di massa di una stella che può mantenere l'equilibrio tra pressione degenerata e gravità è chiamato **limite di Chandrasekhar**. Il suo valore preciso dipende dalla composizione della stella.

Queste stelle hanno sufficiente massa per raggiungere la fusione del H tramite la reazione pp, quindi raggiungono la MS, una nana rossa con metallicità uguale a quella del sole rimane nella MS per circa 6 Ty. Durante questo periodo la stella è esclusivamente convettiva, il che implica che tutto il suo contenuto di H è disponibile come carburante. Esaurito lo H si contraggono fino a raggiungere lo stato di gas elettrone degenerato. Da questo punto in poi il loro volume rimane costante e diventano **He-nane bianche** che si raffreddano lentamente radiando energia termica.

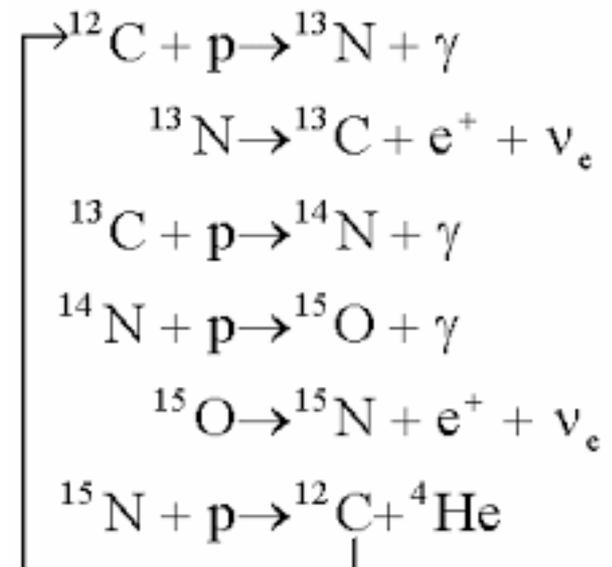
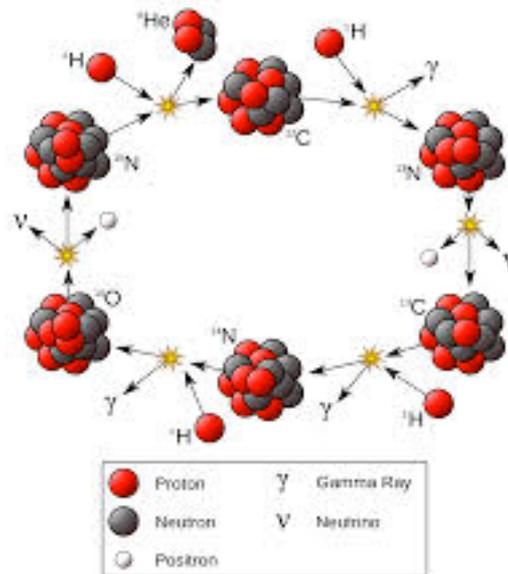


Massa iniziale: $0.5 M_{\odot} \leq M \leq 3 M_{\odot}$

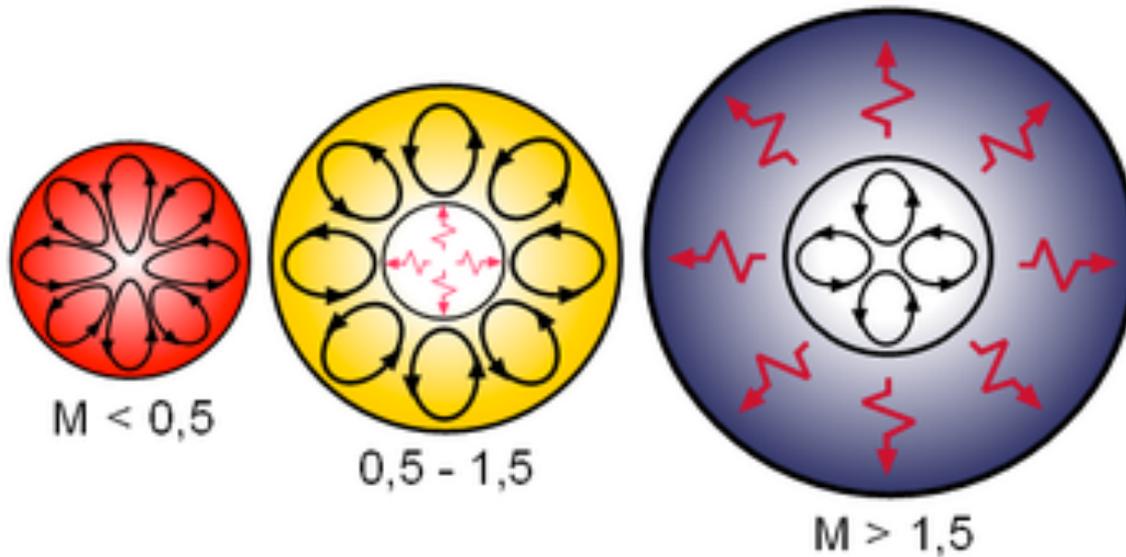
$M < 1.5 M_{\odot}$



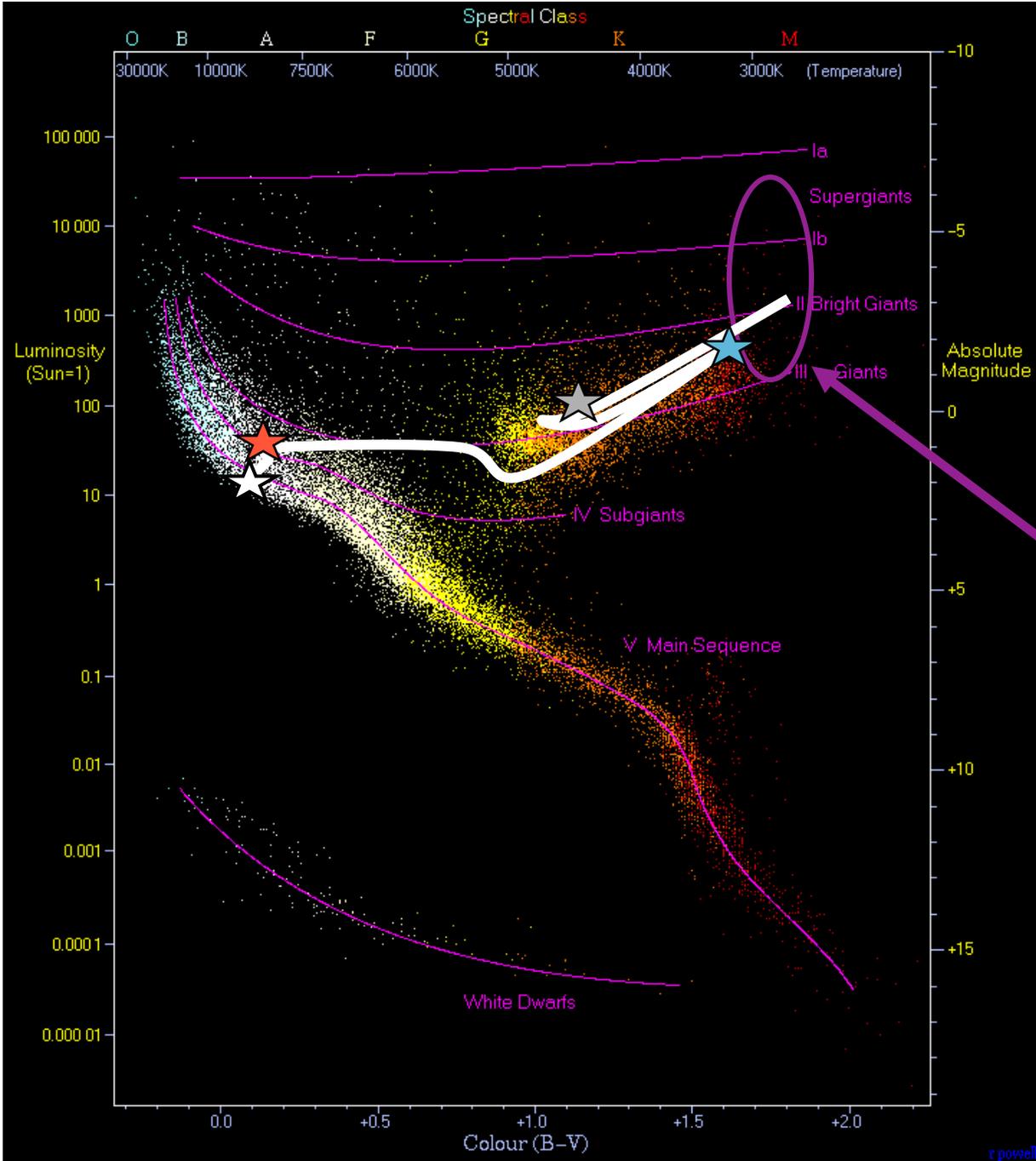
$M > 1.5 M_{\odot}$



Massa iniziale: $0.5 M_{\odot} \leq M \leq 3 M_{\odot}$



Trasporto dell'energia dipende dalla massa iniziale della stella: le curve rappresentano la zona convettiva, le linee spezzate la zona radiativa.



Core H exhaustion

Core He burning starts

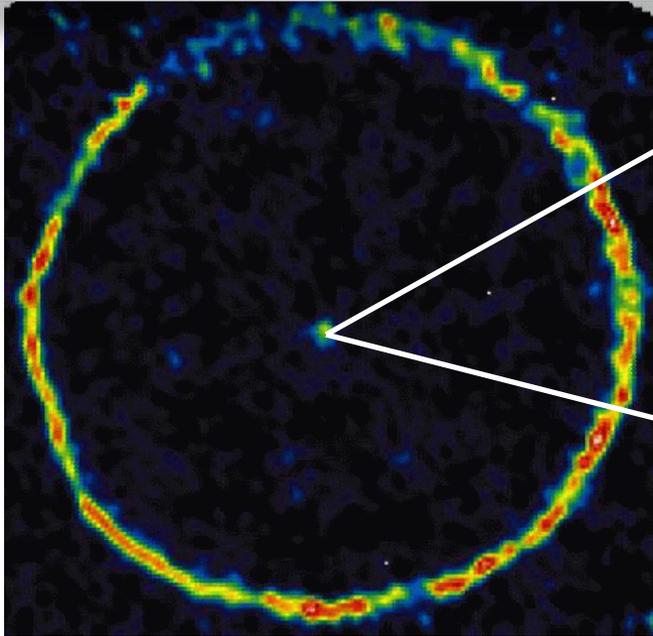
Core He exhaustion

AGB stars

Traccia teorica dell'evoluzione di una stella con massa iniziale $2 M_{\odot}$

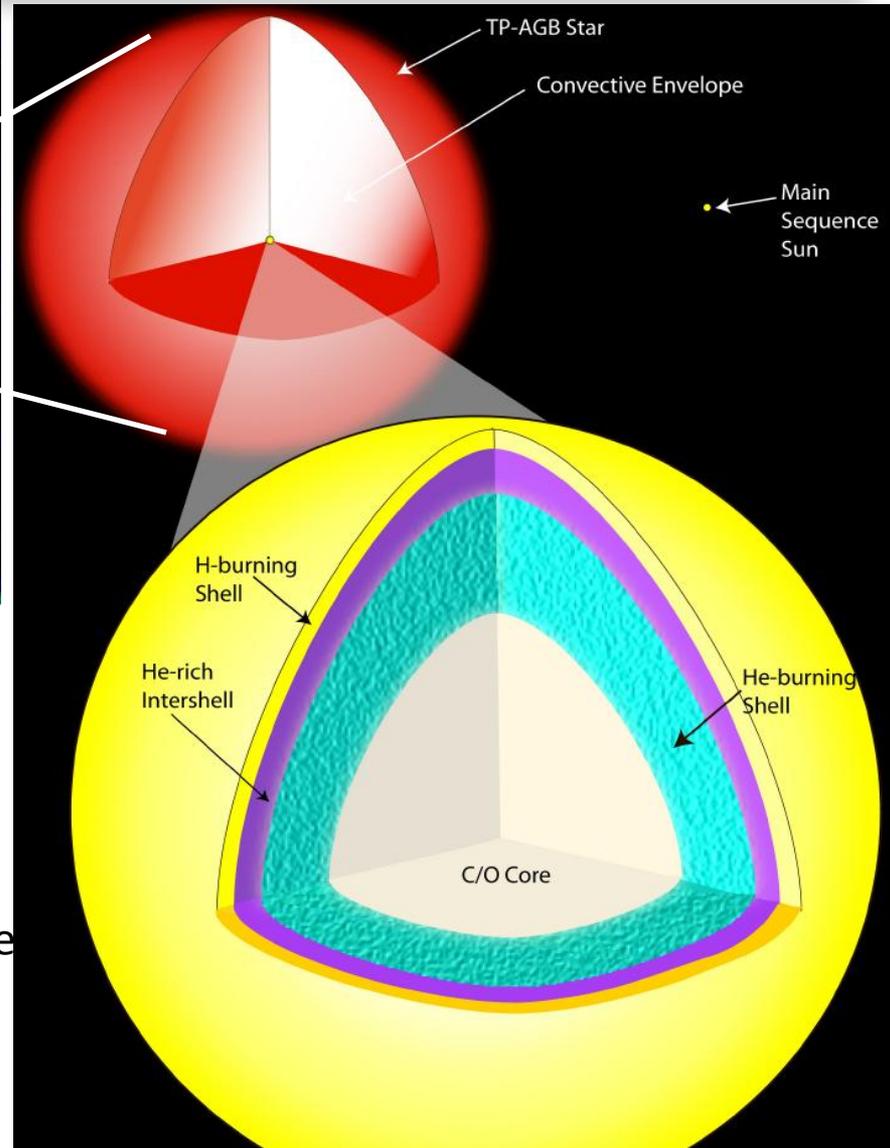
AGB stars: cool and luminous red giant stars

False-color picture of CO molecules tracing material around the AGB star TT-Cygni

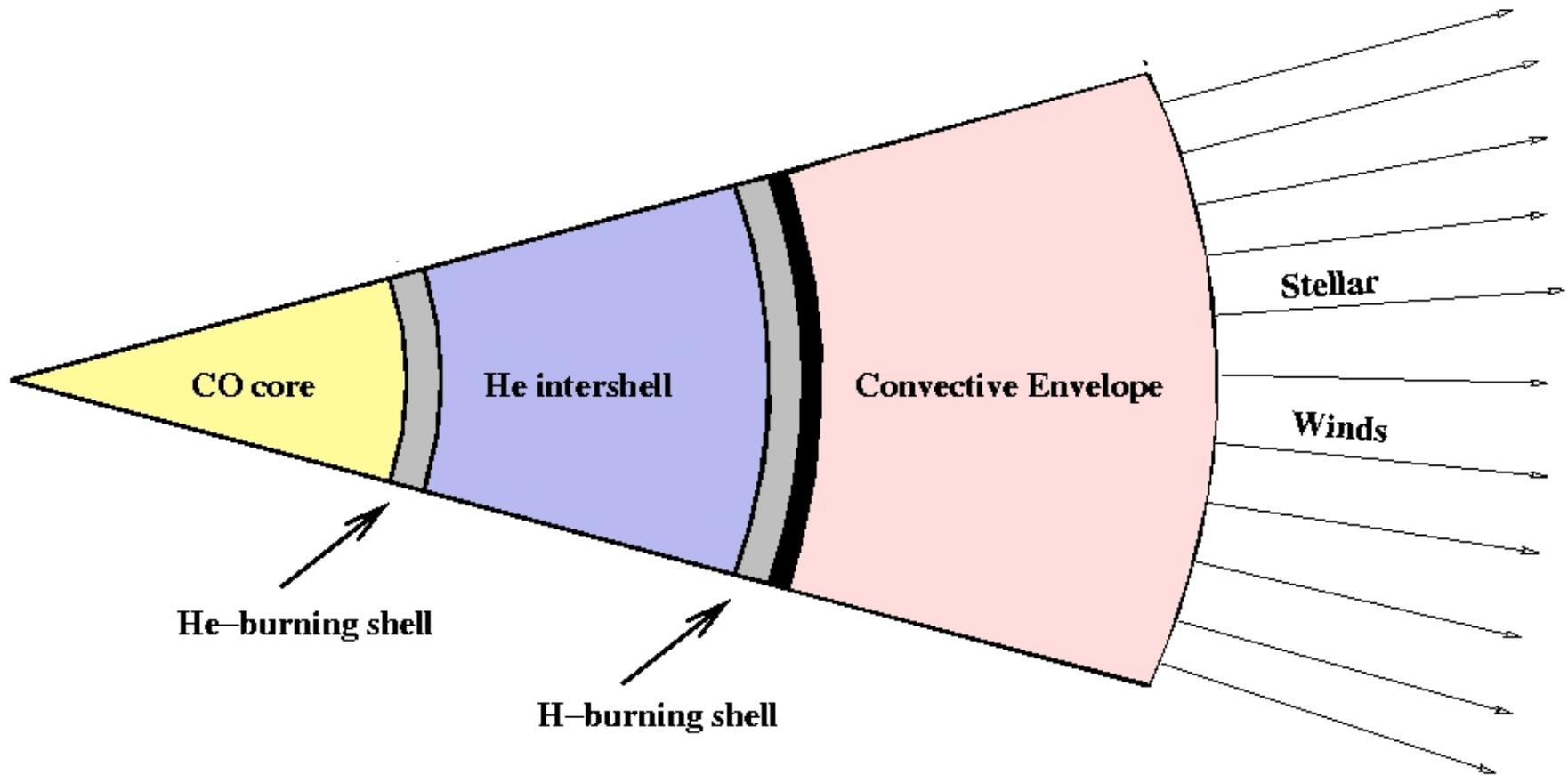


Strong mass loss driven by stellar pulsations and radiation pressure on dust.

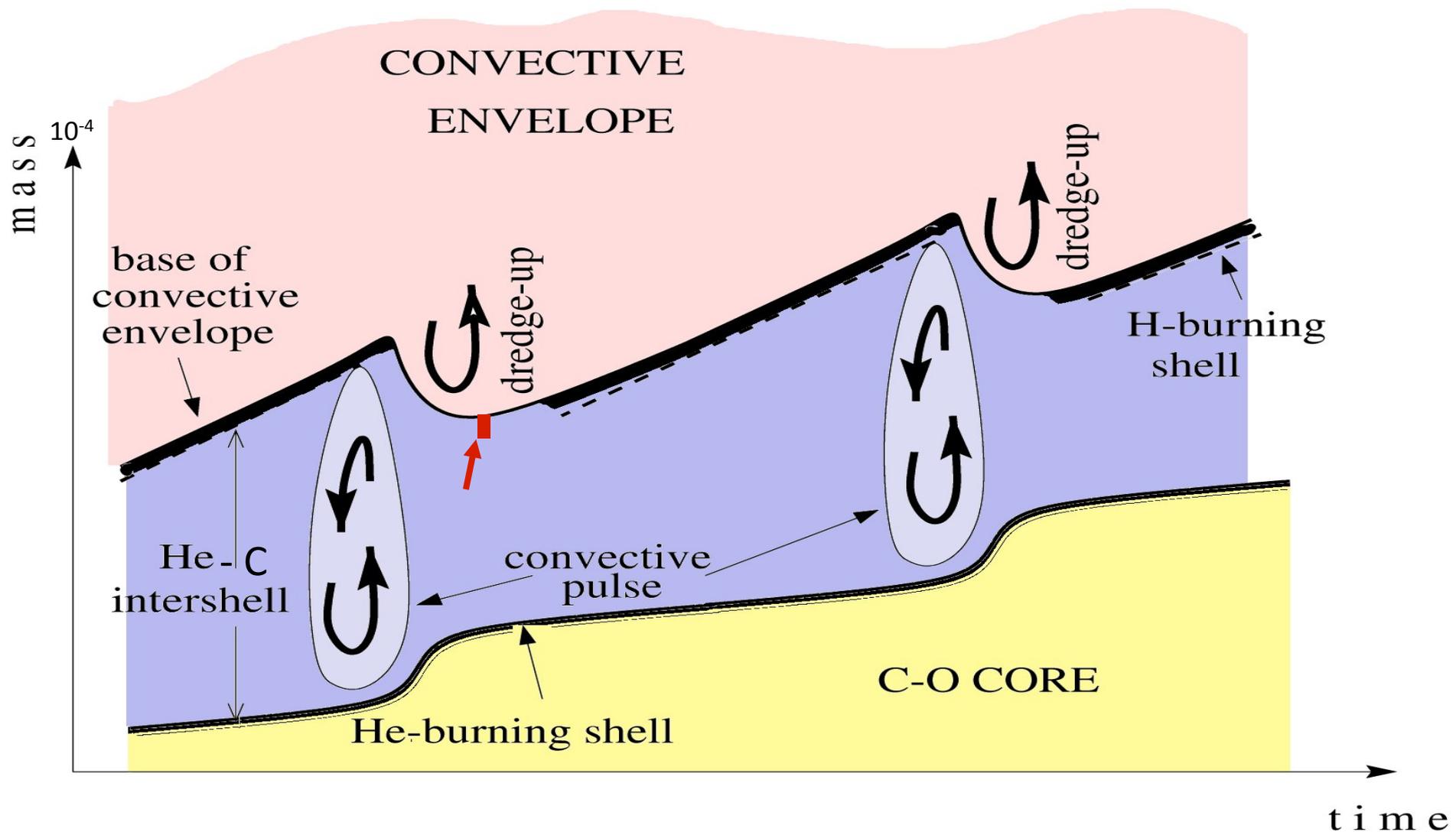
Newly synthesised elements and dust grains are shed into the surrounding interstellar medium



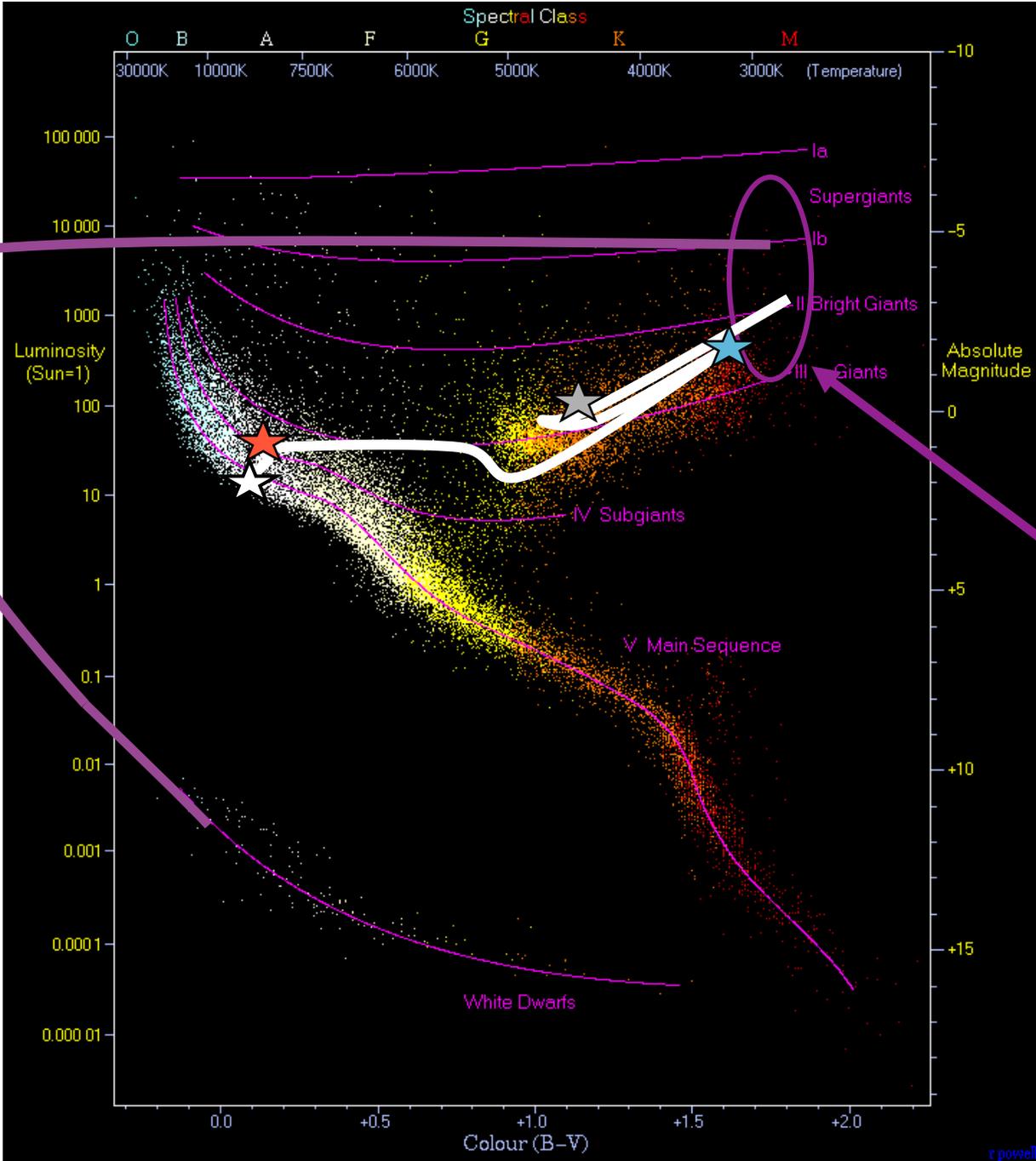
The TP Stellar Model



Schematic **out-of-scale** picture of the structure of AGB stars.



Traccia teorica dell'evoluzione di una stella con massa iniziale $2 M_{\odot}$



Core H exhaustion

Core He burning starts

Core He exhaustion

AGB stars

Massa iniziale: $3 M_{\odot} \leq M \leq 11 M_{\odot}$

AGB

Massa iniziale: $3 M_{\odot} \leq M \leq 4 M_{\odot}$: Evoluzione simile a quelle delle stelle con massa iniziale $1.5 M_{\odot} \leq M \leq 3 M_{\odot}$, senza He flash nella fase di RGB.

Massa iniziale: $4 M_{\odot} \leq M \leq 9$ subiscono il SDU (Second Dredge Up).

SAGB

Massa iniziale $9 M_{\odot} \leq M \leq 11 M_{\odot}$: Sono più complicate delle precedenti e la loro evoluzione non è ancora ben definita. Possono iniziare a bruciare C (SAGB)

Massa iniziale: $M > 11 M_{\odot}$

La vita di queste stelle è relativamente breve, circa 9My.

Spendono la maggior parte della loro vita 90% nella MS, bruciando H tramite CNO.

Quando H nel centro si esaurisce questi continua a bruciare nello strato esterni. Il centro si contrae fino ad iniziare a bruciare He, questo punto la stella subisce un enorme espansione diventando una **Super Gigante**.

La fase **He burning** dura intorno agli 800.000 anni e in questa fase alcuni degli elementi con $A > 60$ sono sintetizzati via cattura neutronica.

Quando He nel centro si esaurisce questo continua a bruciare nello strato He, situato fra lo strato di H e il centro, e la stella procede bruciando gli elementi più pesanti (**C,Ne,O,Si**).

C'è una differenza fondamentale tra le fasi in cui vengono bruciati H,He,C e quelle del Ne,O,Si.

Nelle prime l'energia viene radiata via fotoni e nella seconda interamente tramite coppie neutrino-antineutrino e quindi la luce rilasciata dalla superficie è solo una minima parte dell'energia prodotta.

La **Si burning phase** dura solo un giorno.

Massa iniziale: $M > 11 M_{\odot}$

Il centro della stella, [elettrone degenerato](#), finito il Si non ha altre sorgenti energia nucleare e quindi cresce in massa con il materiale prodotto dagli strati esterni.

Quando la massa [eccede la massa di Chandrasekhar](#) ($1.4 M_{\odot}$), la pressione del gas degenerato di elettroni non è più sufficiente a contrastare la contrazione gravitazionale.

La densità continua a crescere fino a raggiunge l'ordine di grandezza della densità nucleare (10^{12} g/cm^3), a questo punto i nuclei e i nucleoni liberi iniziano a sentire la repulsione nucleare a corto raggio.

Il potenziale nucleare agisce come una molla che accumula energia, quando compressa, fino a quando rimbalza. La parte della materia che rimbalza si scontra con quella che sta collassando dando origine ad una [shock wave](#). Come l'onda shock si propaghi negli strati delle stelle interferisce nell'esplosione di [supernovae](#) non ancora noto. Molti elementi sono sintetizzati in questa fase, [processo r](#).

Massa iniziale: $M > 11 M_{\odot}$

