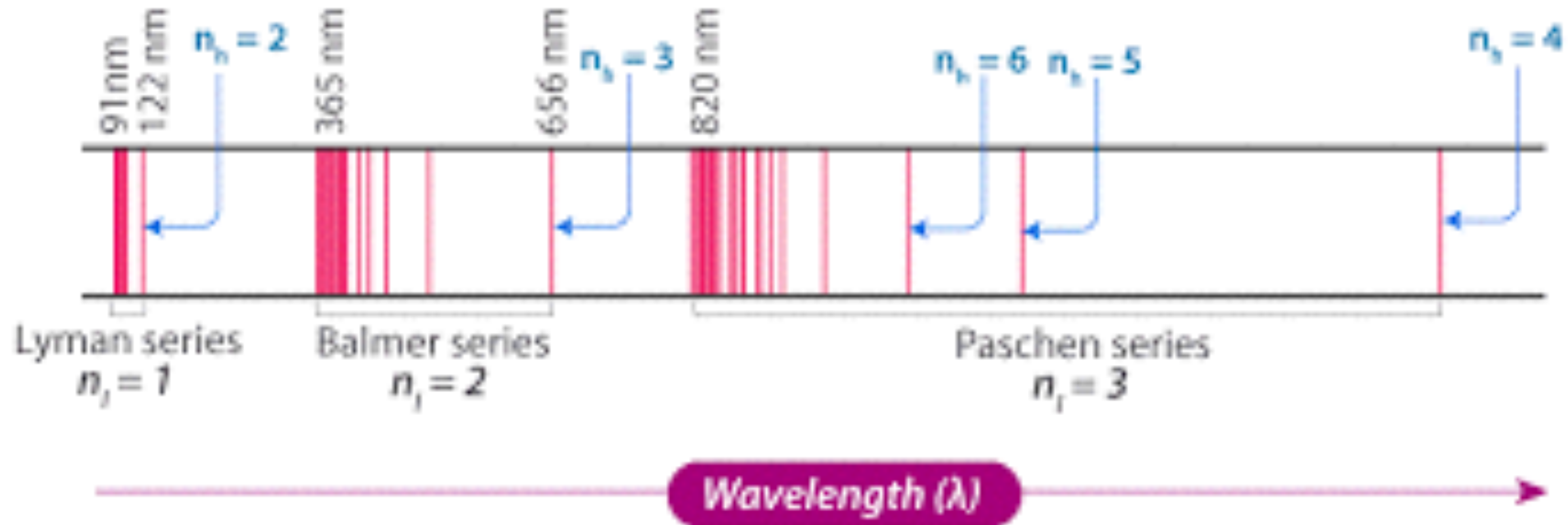


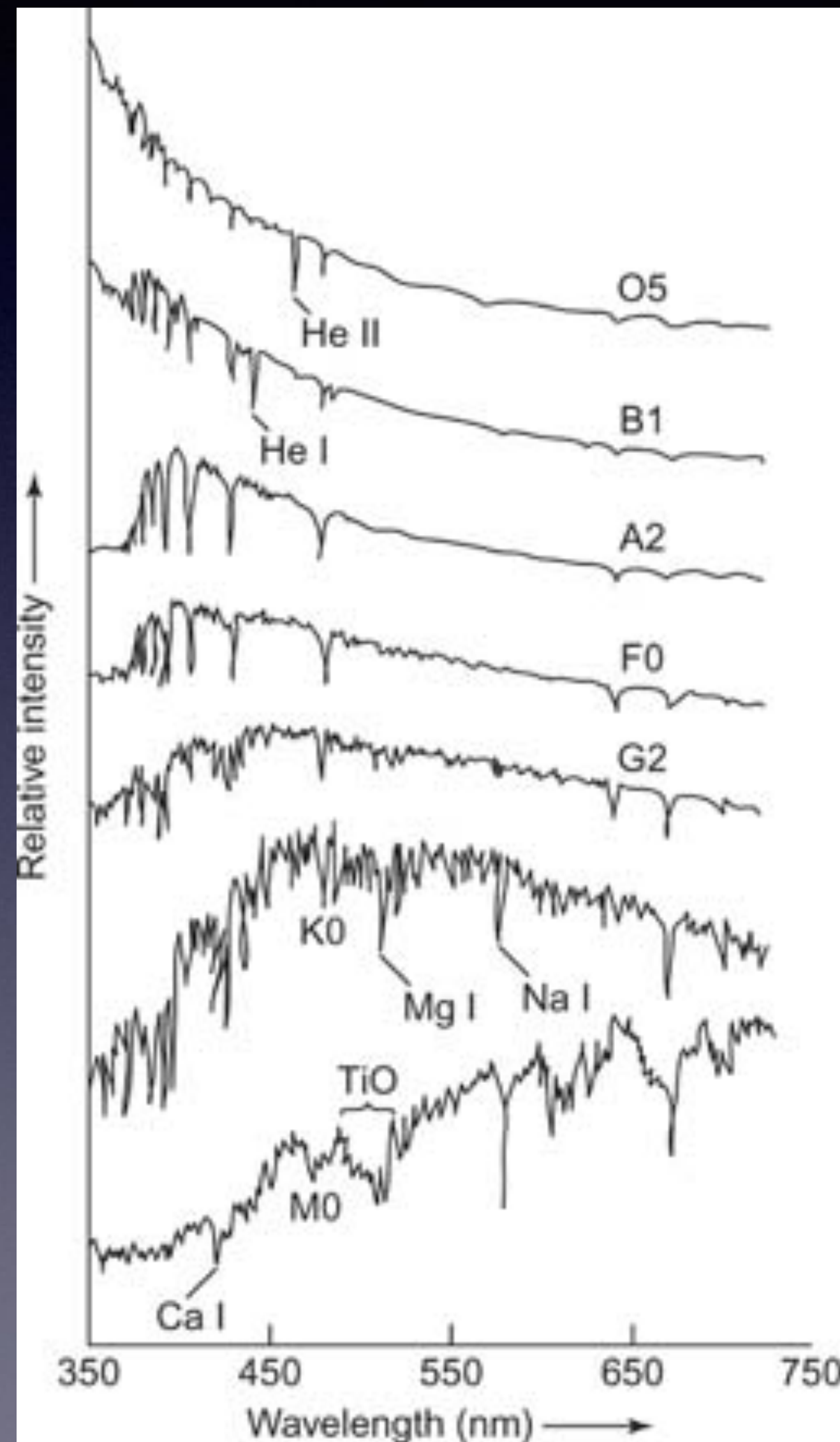
Lo spettro dell'idrogeno



Spettri stellari

- Gli spettri stellari dipendono non solo dalla temperatura ma anche dal tipo di atomi ovvero dalla composizione chimica
- Dallo studio delle righe di assorbimento si possono pertanto derivare le abbondanze degli elementi chimici presenti nelle atmosfere delle stelle

Spettri stellari



Larghezza equivalente

- La larghezza equivalente di una riga e' definita come l'ampiezza in angstrom di una striscia rettangolare dello spettro che abbia la stessa area del profilo di riga
- Tale definizione e' dovuta al fatto che il profilo di riga è influenzato dalla distorsione strumentale
- Le righe spettrali si allargano per: i) effetto Doppler (moto degli atomi), ii) effetto Stark (campi elettrici intermolecolari), iii) pressione, iv) effetto Zeeman (campi magnetici)

Larghezza equivalente

- La larghezza equivalente di una riga spettrale è data da:

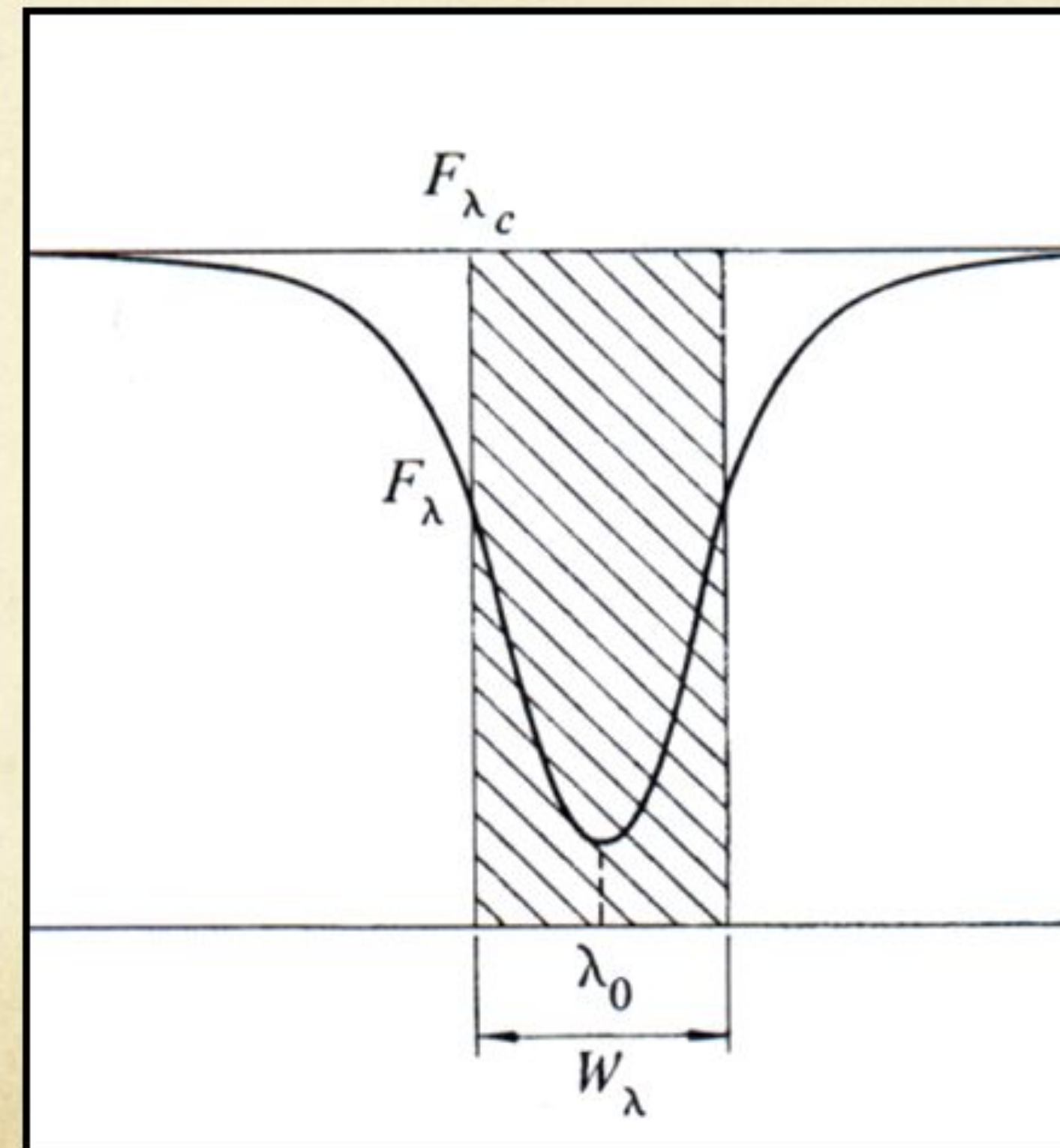
$$W_\nu = \int \frac{I_c - I_\nu}{I_c} d\nu$$

- Dove I_c è l'intensità del continuo e I_ν è l'intensità centrale della riga. Ovviamente la si può definire anche in funzione della lunghezza d'onda W_λ

Larghezza equivalente

Come si misura una riga di assorbimento?

- La grandezza che viene data per definire l'ampiezza di una riga e' la cosiddetta LARGHEZZA EQUIVALENTE (EW)
- EW= la larghezza che avrebbe una riga, misurata in unita' di lunghezza d'onda, se avesse un profilo rettangolare di area equivalente a quella della riga effettiva.



Righe Spettrali

- Il coefficiente di assorbimento di riga dipende dalle transizioni **legato-legato, legato-libero e libero-libero**, e quindi dall'abbondanza degli atomi assorbitori, dalla percentuale degli atomi del livello energetico piu' basso e dalla probabilita' della transizione
- Il coefficiente di assorbimento di riga per atomo è:

$$a_\nu = (1 - e^{-h\nu/KT})(\pi e^2 / mc) f \phi_\nu$$

- f = forza di oscillatore=probabilita' di transizione per quella riga, è una costante e si calcola per mezzo della meccanica quantistica, mentre ϕ_ν è la funzione di allargamento della riga

Righe spettrali e abbondanze chimiche

- Si consideri uno strato di spessore L su cui incida da un lato della radiazione continua di intensità' I_c e sia N il numero di atomi assorbitori per unita' di volume nello strato
- L'intensita' di energia che emerge dallo strato si puo' scrivere come:

$$I_\nu = I_c e^{-\tau_\nu}$$

$$\tau_\nu = NLa_\nu = NLa_0\phi_\nu$$

$$a_0 = (1 - e^{-h\nu_0/KT})\pi e^2 / mcf$$

$$W_\nu = \int_0^\infty (1 - e^{-NLa_0\phi_\nu}) d\nu$$

- La relazione tra la larghezza equivalente ed il numero di atomi assorbitori che la producono è la **CURVA DI CRESCITA**

La curva di crescita

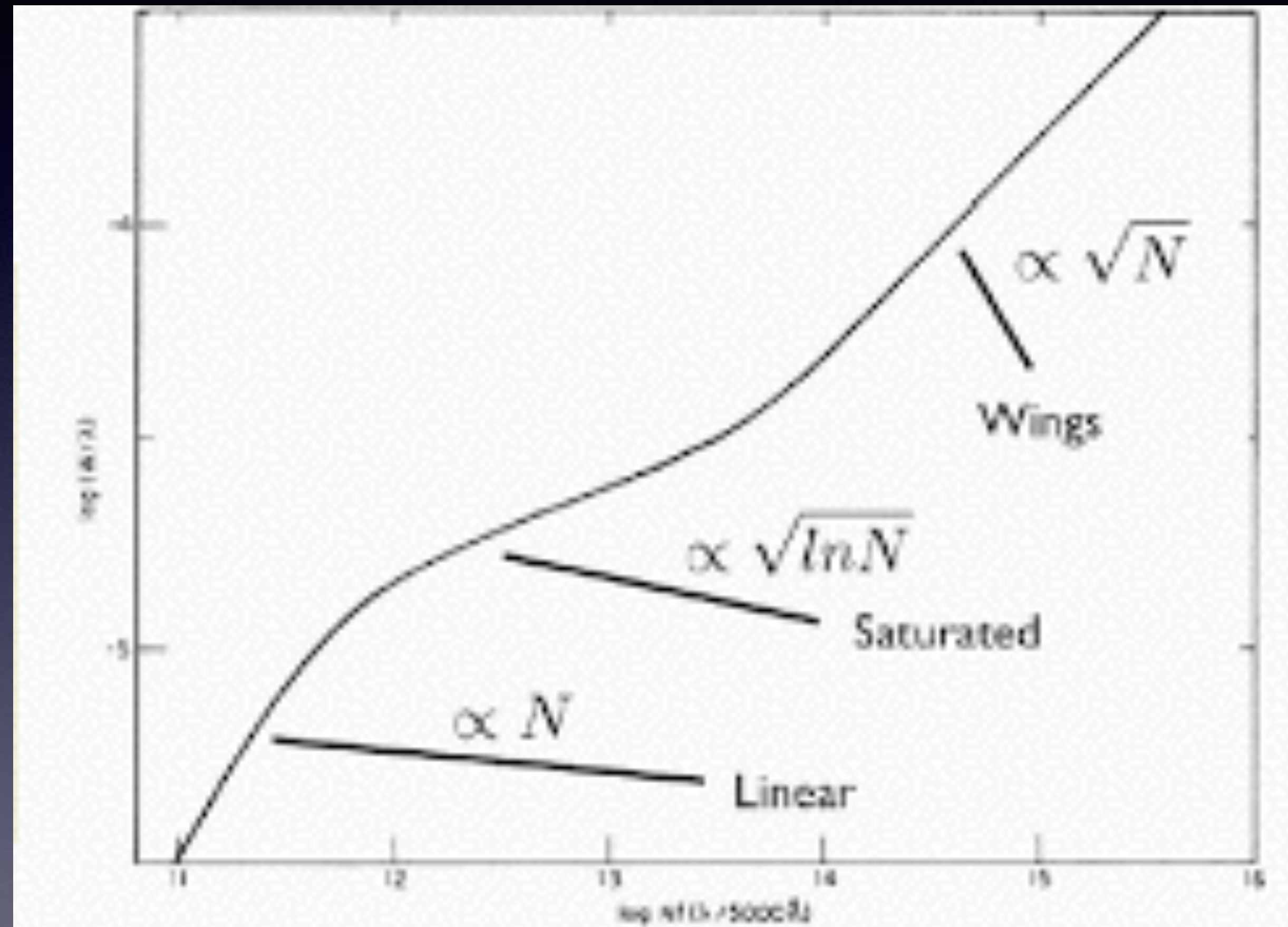


Figure 9.22 A general curve of growth for the Sun. (Figure from Aller, *Atoms, Stars, and Nebulae*, Revised Edition, Harvard University Press, Cambridge, MA, 1971.)

Righe spettrali e abbondanze chimiche

- Se ϕ_ν è essenzialmente dovuto all'allargamento Doppler si può calcolare la larghezza equivalente e facendo opportune approssimazioni si trova che:
- Per righe deboli (zona lineare della curva di crescita)
$$W_\nu \propto N$$
- Per righe di moderata intensità (zona di saturazione)
$$W_\nu = \text{costante}$$
- Per righe forti (zona di damping-le righe sviluppano le ali di smorzamento) $W_\nu \propto \sqrt{N}$

Curva di crescita e derivazione delle abbondanze

- Per derivare le abbondanze degli elementi chimici si procede così:
- Si misurano le larghezze equivalenti un numero abbastanza grande di righe dell'elemento A appartenenti allo stesso stato di ionizzazione. Per ogni riga si può calcolare

$$N_{Aij}/N_{Ai} = \frac{g_{Aij}}{B_{Ai}} e^{-E_{ij}/KT}$$

- N_{Aij} è il numero di atomi nello stato iniziale j della transizione considerata e nello stato di ionizzazione i
- N_{Ai} è il numero totale di atomi nello stato di ionizzazione i a cui appartengono le righe. Dal confronto di più righe si ricava T

Curva di crescita e derivazione di abbondanze

- Una volta nota la temperatura T si confronta la curva di crescita empirica con una teorica, oppure con la curva di un'altra stella (ad esempio il Sole) e si ricava N_{Aij}
- A questo punto, grazie alle equazioni di Boltzmann e Saha si ottengono N_{Ai} , N_A , P_e , P_{gas} e g
- N_A = numero totale di atomi assorbenti dell'elemento A presente nell'atmosfera della stella =abbondanza di A

Equazioni di Boltzmann e Saha

- L'equazione di Boltzmann collega i numeri di atomi per unita' di volume in diversi stati di eccitazione (j,k) alle loro energie di eccitazione (K e' la costante di Boltzmann) e pesi statistici dei livelli energetici:

$$N_j/N_k = g_j/g_k e^{-(E_j - E_k)/KT}$$

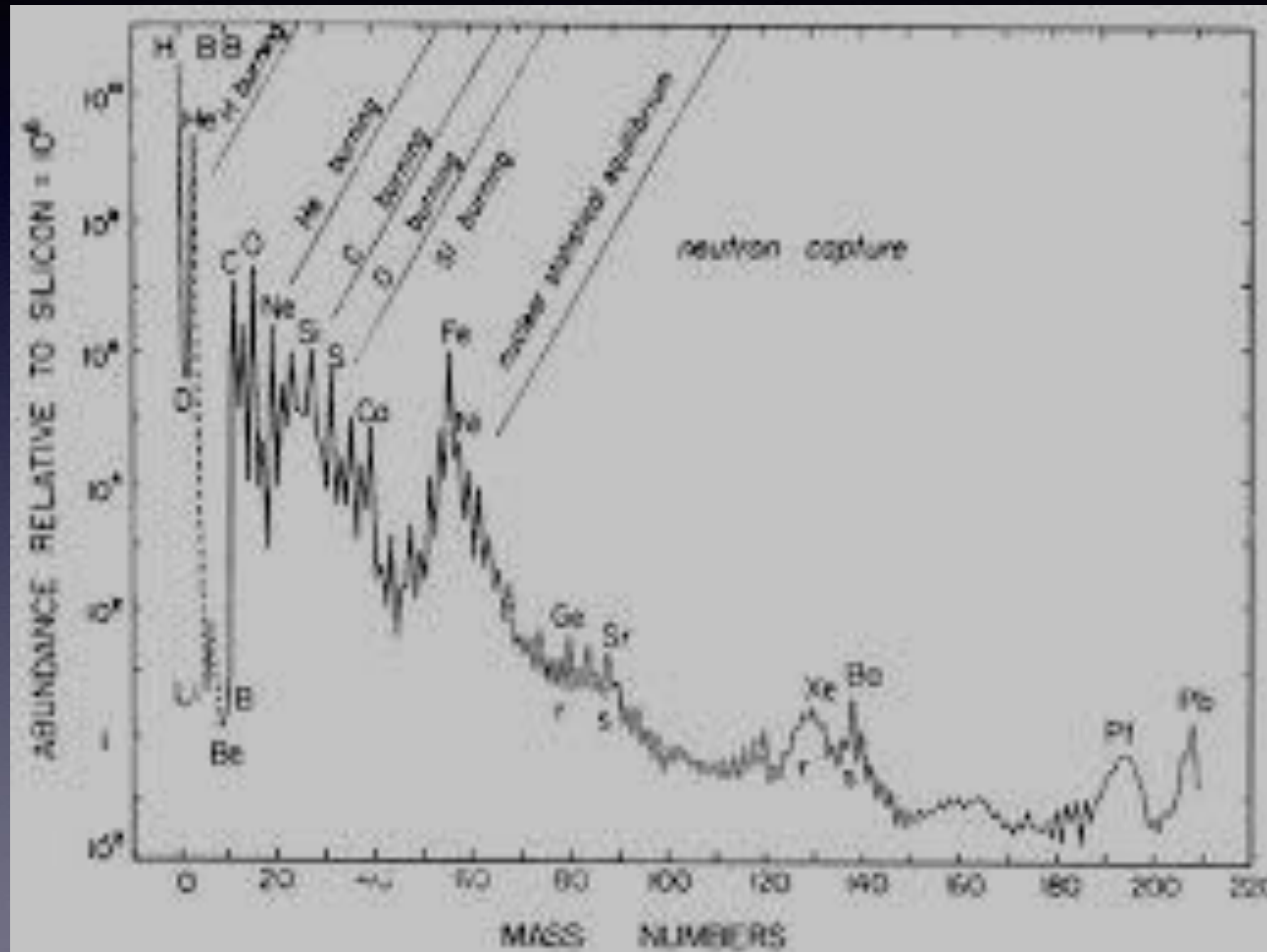
- L'equazione di Saha regola l'equilibrio tra ionizzazione (indice i) e ricombinazione

$$(N_{i+1}n_e)/N_i = 2B_{i+1}e^{-I_i/KT} / B_i \cdot (2\pi m_e KT/h^2)^{3/2}$$

- Dove i indica lo stato di ionizzazione e Bi la funzione di partizione:

$$B_i = \sum_{j=1}^{\infty} g_{ij} e^{-E_{ij}/KT}$$

Le abbondanze solari o cosmiche



DERIVAZIONE ABBONDANZE NELLE STELLE



CONFRONTO CON SPETTRI SINTETICI

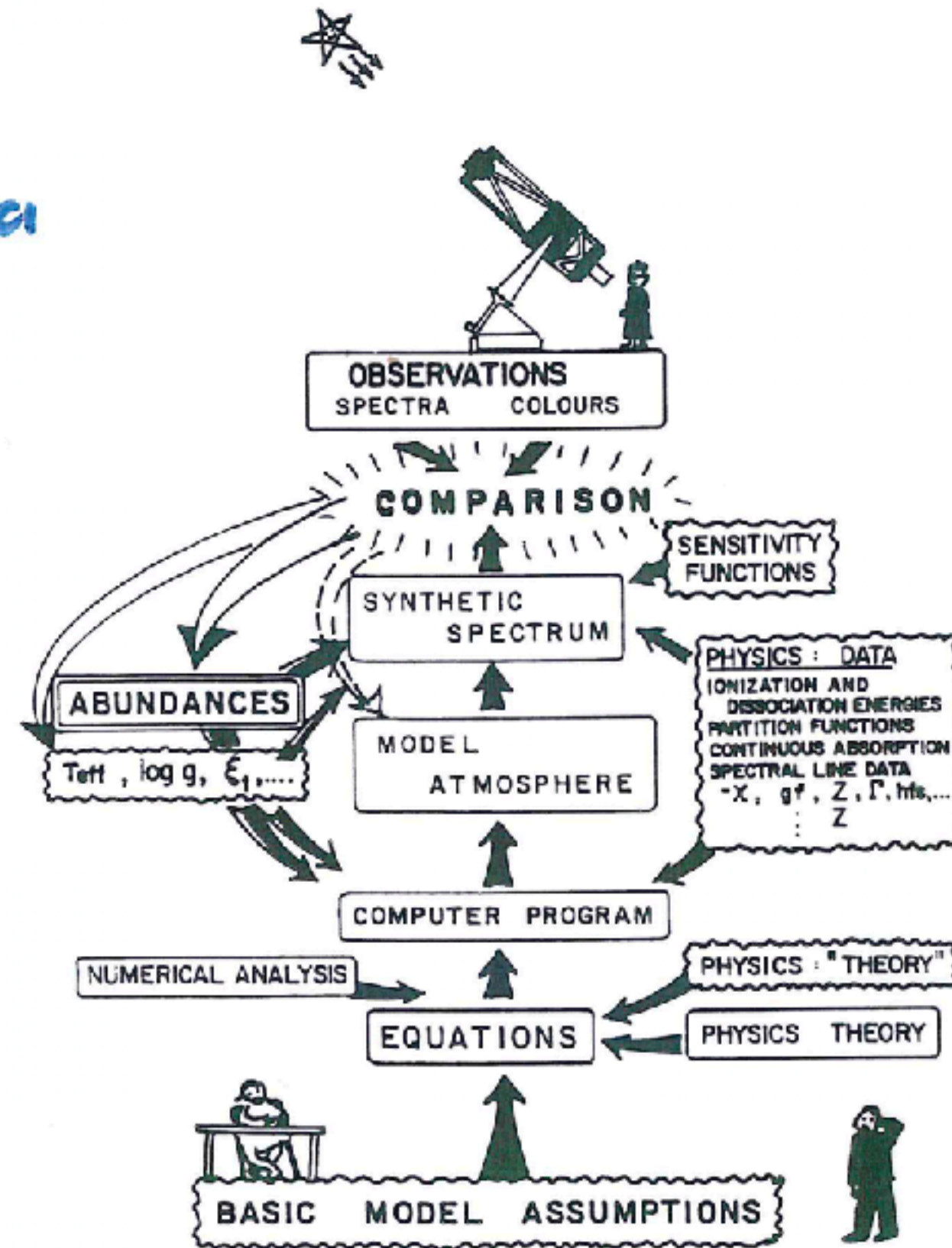


Fig. 3.3. Cartoon indicating steps in abundance analysis using model atmospheres. After Gustafsson (1980).

Incertezza nella derivazione delle abbondanze

- La curva di crescita e' un metodo empirico che si basa sul confronto con stelle note, il metodo piu' moderno consiste nel costruire spettri sintetici da modelli di atmosfere stellari
- Le maggiori incertezze nella derivazione delle abbondanze sono: i) le forze di oscillatore, ii) i modelli di atmosfera stellare e l'ipotesi di equilibrio termodinamico locale (LTE)
- Recentemente sono stati sviluppati modelli di atmosfera che rilasciano l'LTE (modelli NLTE)
- Le abbondanze solari e stellari sono sempre relative all'idrogeno ($\log(N/H) = 12$) oppure assumendo il silicio= 10^6
- $12 + \log(N_A/N_H)$

Tempi scala stellari

- I tempi scala caratteristici delle stelle sono 4:
- Tempo dinamico (proto-stelle, pre-supernovae, variabili)
- Tempo di contrazione (stelle di pre-sequenza e stelle all'esaurimento dell'H al centro)
- Tempo nucleare (tutte le stelle eccetto le nane scure)
- Tempo di raffreddamento (nane bianche e nane scure)

Tempo dinamico

- Il tempo dinamico o tempo di free-fall e' il tempo necessario a ristabilire l'equilibrio dinamico per una stella in assenza di equilibrio con R raggio iniziale ed M massa della stella:

$$t_{ff} = (2R^3 / GM)^{1/2} \propto \rho^{-1/2}$$

$$t_{ff} = \sqrt{3\pi / 32G\rho}$$

Tempo di contrazione

- Per stelle in equilibrio idrostatico ma senza una sorgente di energia interna, si ha lenta contrazione gravitazionale. Il tempo associato a tale contrazione e' noto colo nome di "tempo di Kelvin-Helmoltz" ed è dato da:

$$t_{K-H} = E_{grav} / L = GM^2 / RL$$

Tempo nucleare

- Le stelle convertono H in He per la maggior parte della loro vita.
- 4 protoni di massa 1.008 unità di massa atomica si fondono per dare origine ad 1 atomo di He con 4.0027 unita' di massa atomica
- Un eccesso di massa di 0.0073 per protone viene rilasciato sotto forma di energia

Tempo nucleare

- Il tempo scala associato al processo di fusione dell'H è:

$$t_{nuc} = 0.007 M c^2 / L$$

- Con M massa della stella
- Per il sole questo tempo è $3.75 \cdot 10^{10}$ *anni*

Tempo di raffreddamento

- Il tempo scala di raffreddamento è il tempo necessario ad esaurire l'energia termica di una stella. Le nane bianche, in equilibrio idrostatico, senza energia nucleare, evolvono su questo tempo scala. L'energia termica e' quella degli ioni poiche' gli elettroni sono fortemente degeneri

$$t_{cool} = E_{th}/L = 1.5R_gTM/(\mu L)$$

Tempo di raffreddamento

- Il tempo di raffreddamento si applica anche ad oggetti di massa sub-stellare (nane scure) che non riescono ad innescare le reazioni nucleari una volta raggiunto il raggio finale di contrazione

$$M < 0.08M_{\odot}$$

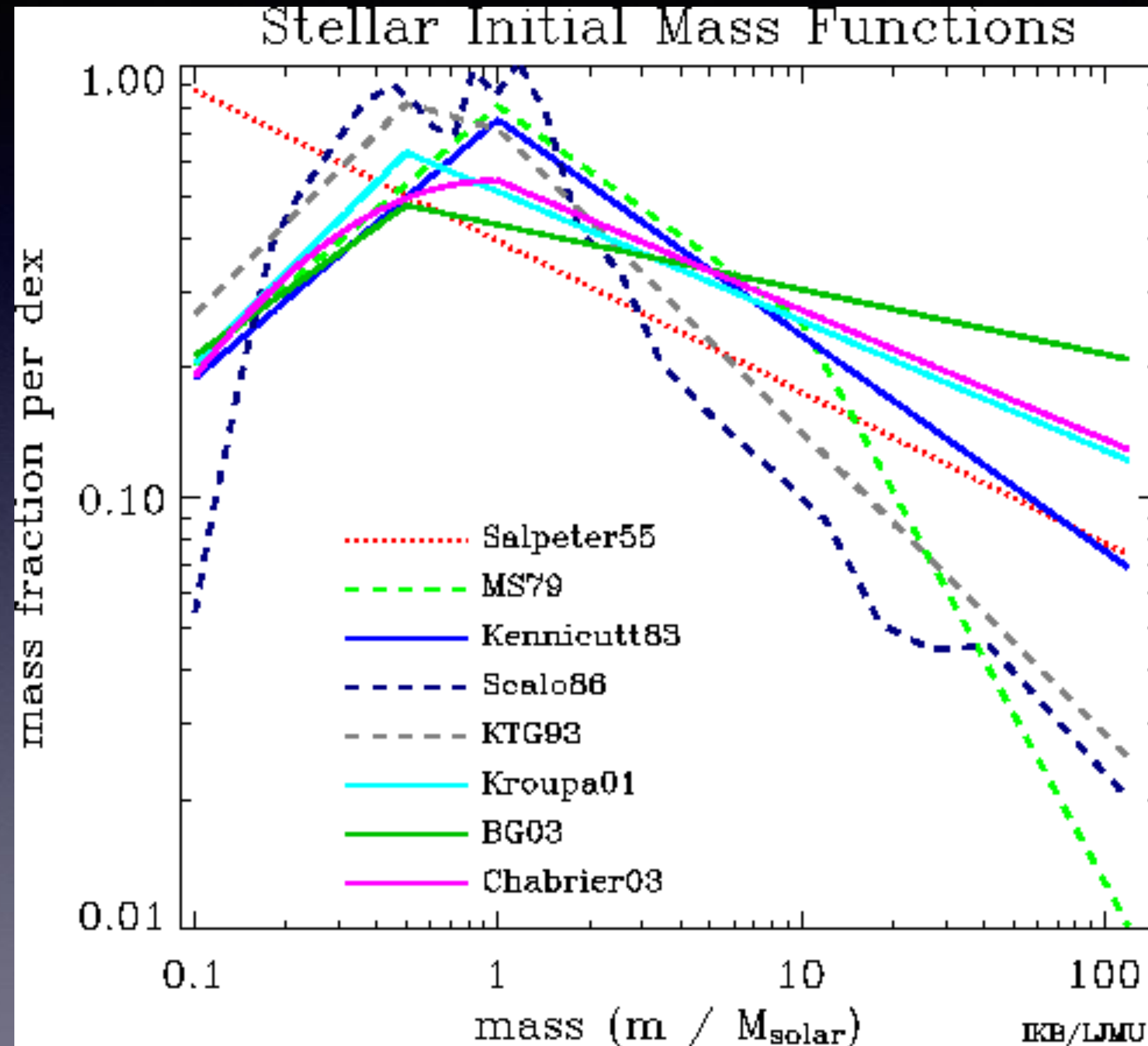
- Per la maggioranza delle stelle si ha:

$$t_{ff} \ll t_{th} \ll t_{nuc}$$

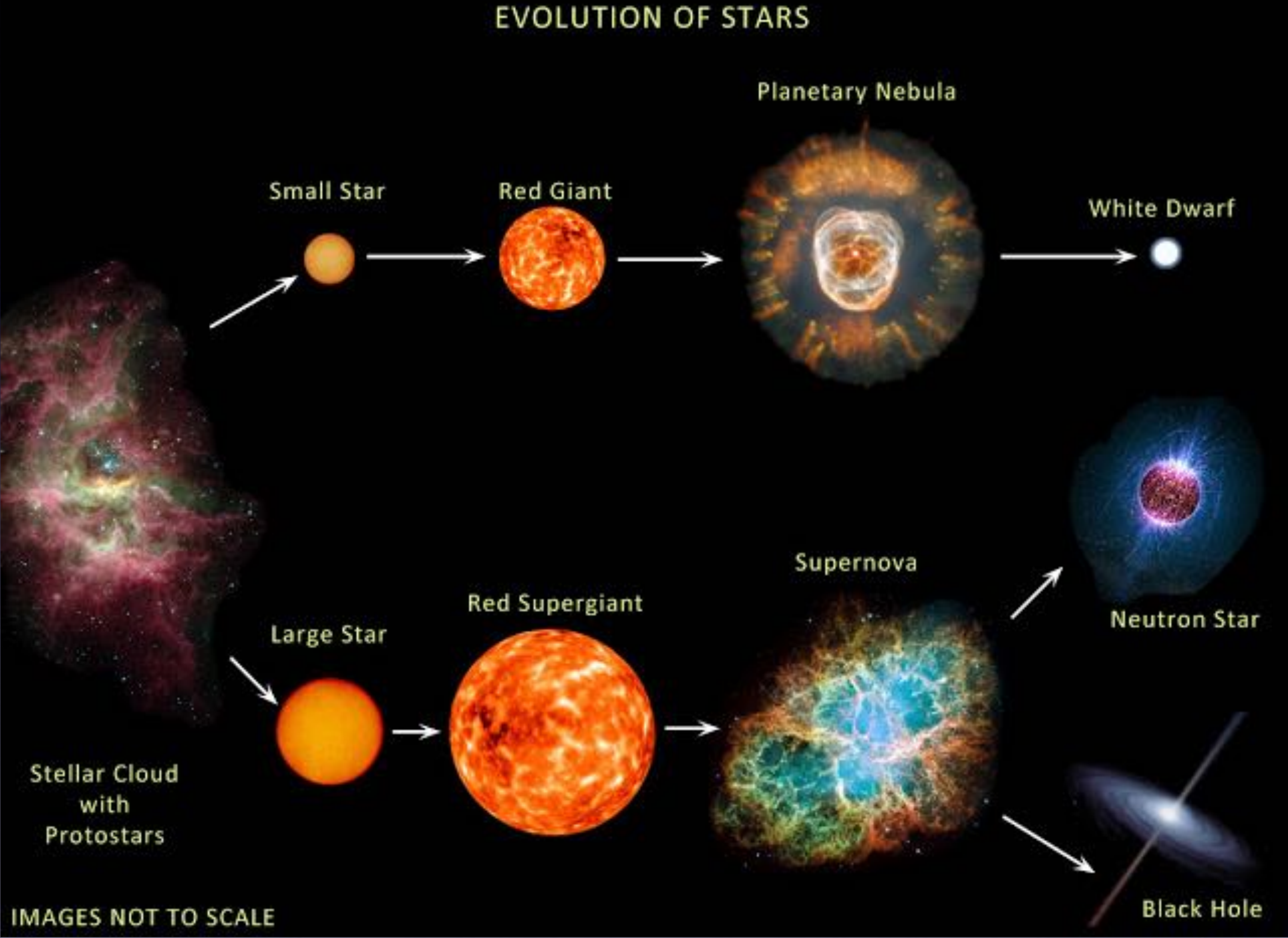
Evoluzione Stellare

- Le stelle evolvono perché al loro interno le reazioni di fusione nucleare trasformano elementi leggeri in più pesanti
- La sequenza dei successivi bruciamenti è H, He, C, Ne, O, Si, Fe
- Le stelle si possono suddividere in base alla loro massa come:
- Stelle di massa piccola ed intermedia ($0.5 < M/M_{\text{sun}} < 8$). Accendono H ed He ma non accendono mai il carbonio
- Stelle massive ($M > 8M_{\text{sun}}$). Accendono il C fino al Fe se sono $> 10M_{\text{sun}}$. Tra 8 e $10M_{\text{sun}}$ accendono O in modo esplosivo (e-capture supernovae)
- Stelle molto piccole ($M < 0.5M_{\text{sun}}$) accendono H ma non l'He
- Stelle piccolissime ($M < 0.1M_{\text{sun}}$) non accendono neanche l'H (Nane nere)
- La maggior parte delle stelle ha massa come il Sole

La funzione iniziale di massa delle stelle



Evoluzione stellare



Equazioni della struttura stellare

- La prima equazione che scriveremo è quella dell'equilibrio idrostatico: la stella è in equilibrio tra le sue forze di pressione (gradiente di pressione) e la sua gravità:

$$\frac{dP}{dR} = -\frac{GM\rho}{R^2}$$

- La conseguenza più importante di questa equazione è il Teorema del Viriale ($2E_{\text{cin}} + E_{\text{grav}} = 0$): in contrazione metà dell'energia gravitazionale viene persa e metà va a scaldare il gas

Equazioni della struttura stellare

- L'equazione dell'equilibrio idrostatico ha introdotto tre variabili: massa, densità e raggio

- Scriviamo dunque un'altra equazione, quella di continuità':

$$\frac{dM}{dR} = 4\pi R^2 \rho dr$$

- Ora abbiamo due equazioni ma ancora tre incognite

Equazioni della struttura stellare

- Occorre introdurre un'altra equazione, l'equazione di stato che esprime il legame tra pressione interna, densità, temperatura e peso molecolare medio (peso medio delle particelle) μ

- L'equazione di stato di un gas perfetto

$$P_{gas} = nKT$$

- Ma questa equazione introduce un'altra variabile, la temperatura

Equazioni della struttura stellare

- La espressione totale all'interno della stella e' data dalla somma di pressione del gas piu' quella di radiazione:

$$P_{tot} = P_{gas} + P_{rad}$$

$$P_{tot} = nKT + \frac{1}{3}aT^4$$

Equazioni di stato di un gas degenere

- Un gas di particelle (elettroni) si dice degenere quando la distanza media tra gli elettroni diventa confrontabile con la lunghezza d'onda di de Broglie
- L'equazione di stato di un gas genere di elettroni non dipende dalla temperatura ma solo dalla densità
- Per un gas degenere non-relativistico

$$P \propto n^{(5/3)}$$

- Per un gas degenere relativistico

$$P \propto n^{(4/3)}$$

Proprietà' del gas degenere

- Se la materia è degenere, ad una crescita della densità non corrisponde più una crescita della temperatura
- Questo andamento è visibile nel diagramma densità centrale-temperatura centrale delle stelle
- D'altra parte se c'è accensione di un combustibile nucleare in ambiente degenere, la temperatura cresce e si innesca una reazione a catena, poiché il gas non è capace di innescare una controazione aumentando la pressione e diminuendo la temperatura. Il risultato è un'esplosione catastrofica

Equazioni della struttura stellare

- Occorre introdurre un'altra equazione che includa la temperatura
- Questa e' l'equazione del trasporto radiativo, dove dT/dR è il **gradiente radiativo**, k e' l'opacità e L è la luminosità stellare:

$$\frac{dT}{dR} = - \frac{3k\rho L}{4ac\pi^2 T^3 4\pi R^2}$$

Condizione per l'instaurarsi della convezione

- La convezione si instaura quando il gradiente radiativo (r) dentro la stella diventa maggiore del gradiente corrispondente adiabatico (a):

$$(d \log T / d \log P)_r > (d \log T / d \log P)_a$$

Equazioni della struttura stellare

- A questo punto abbiamo inserito un'altra variabile, la luminosità stellare L
- L'ultima equazione che scriviamo è quella della produzione dell'energia nucleare:

$$\frac{dL}{dR} = 4\pi R^2 \epsilon \rho$$

- Dove la epsilon $\epsilon(\rho, T) = \epsilon_0 \rho^n T^m$ e' il fattore di produzione di energia nucleare e dipende dalla particolare reazione nucleare

Integrazione delle equazioni della struttura stellare

- Per integrare le 5 equazioni in 5 incognite (P, T, M, L, ρ) della struttura stellare bisogna prima operare un cambio di variabile, dal raggio alla massa
- Con le seguenti condizioni al contorno:
- $M=0 \quad L=0$ per $R=0$; $P= T=\rho=0$ per $M=M_{\text{star}}$
- Si calcola poi la variazione di composizione chimica all'interno della stella dovuta alle reazioni nucleari e ad ogni tempo t , corrispondente ad una data composizione chimica, si integra la struttura della stella

Sistema di equazioni struttura stellare

IL SISTEMA DI 5 EQUAZIONI
SI RISOLVE NUMERICAMENTE CON
LE CONDIZIONI AL CONTORNO:

$$z=0 \rightarrow M_z = 0 \quad ; \quad L_z = 0$$

$$z=R \rightarrow P_z = S_z = T_z = 0$$

$$M_z = M \quad ; \quad L_z = L$$

- LE EQUAZIONI DELLA STRUTTURA STELLARE VENGONO RISOLTE IN FUNZIONE DELLA MASSA M (VARIABILE LAGRANGIANA)

$$\left(\frac{d}{dM} = \frac{d}{dz} \cdot \frac{dz}{dM} \right) \Rightarrow$$

$$\frac{dP}{dM} = - \frac{GM}{4\pi z^4}$$

$$\frac{dz}{dM} = \frac{1}{4\pi z^2 \rho}$$

$$\frac{dL}{dM} = \epsilon$$

$$\frac{dT}{dM} = - \frac{3 \kappa L}{64 \pi^3 a c z^4 T^3}$$

COND. AL CONTORNO
 $M=0 \rightarrow z=0, L=0$

$M=M_s \rightarrow S=T=P=0$

[DATE LE ESPRESSIONI
DI P, ρ, μ, ϵ]

DIPENDENZA
TEMPORALE

- EQS. DI EVOLUZIONE CHIMICA:
 $\dot{X}_{(comp)} = \dot{X}_{(S,T,comp)}$

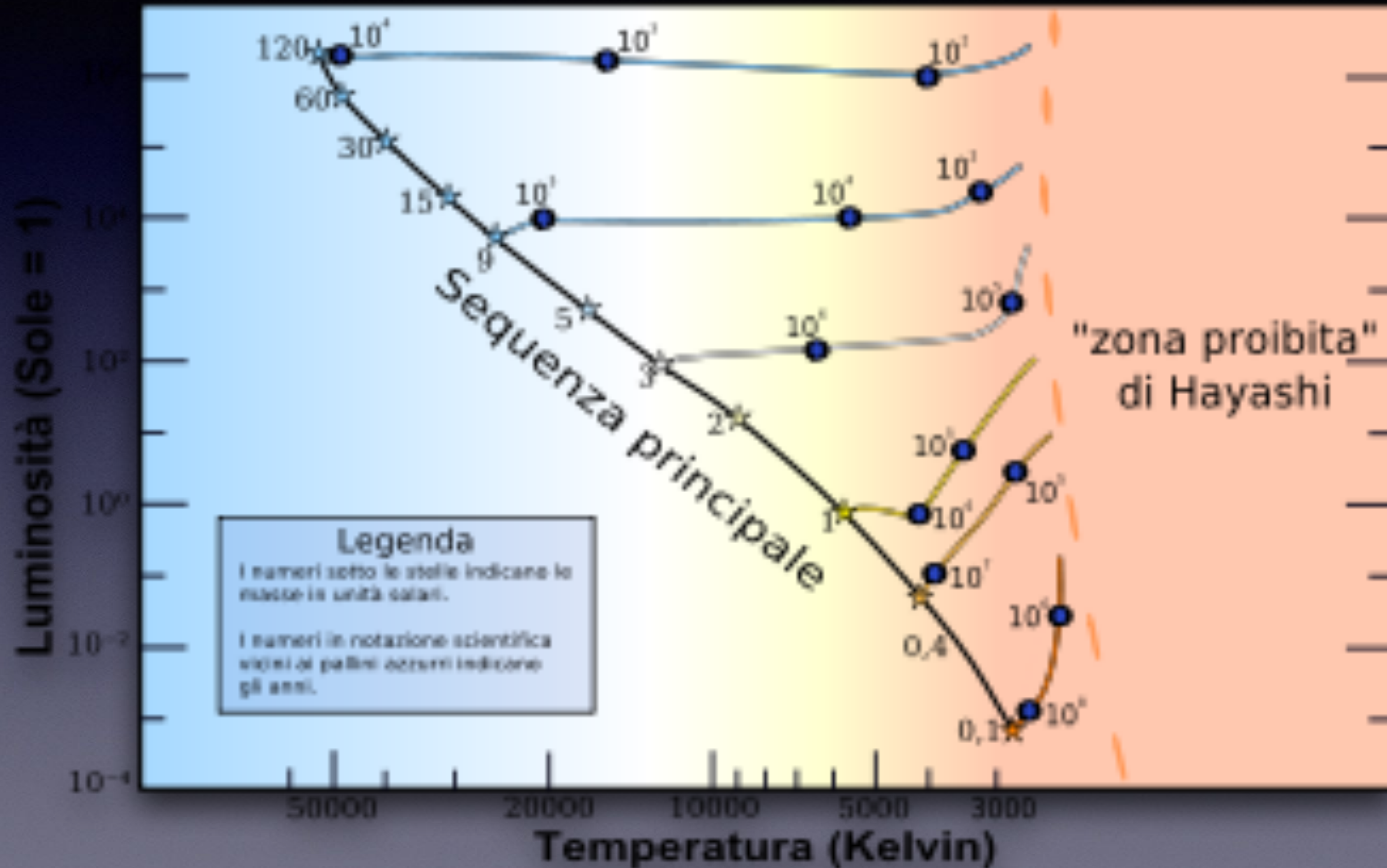
Teorema di Vogt-Russel

- Esiste un teorema (Vogt-Russel) che afferma che se la massa e la composizione chimica di una stella sono specificati, il set di 5 equazioni con variabile indipendente M ha una ed una sola soluzione, e la struttura di una stella è univocamente determinata
- Si procede pertanto nel seguente modo: ad ogni istante t si calcola la composizione chimica della stella e fissata quella e la sua massa si integra la sua struttura e così via si procede per tutta la vita della stella

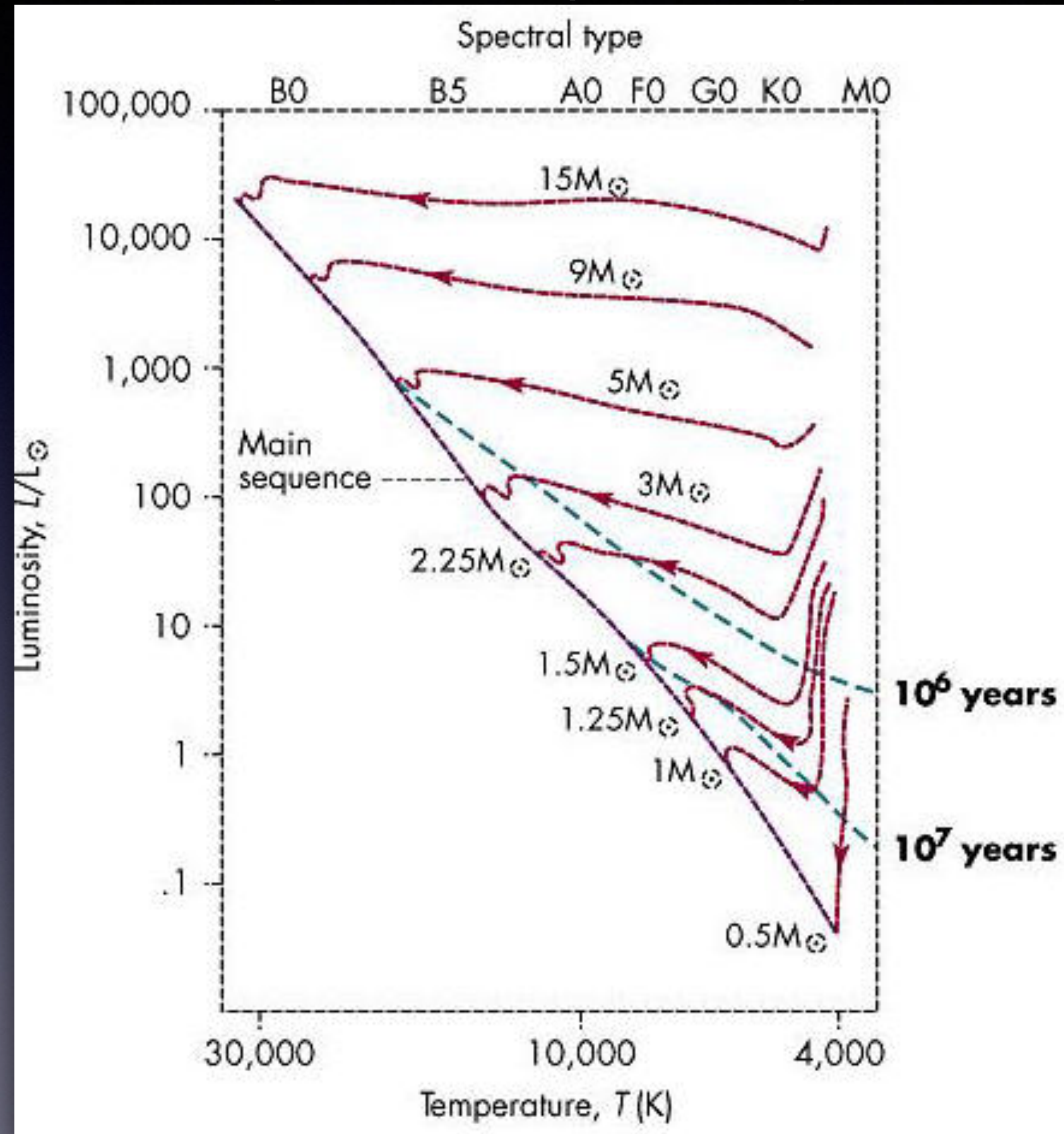
Evoluzione di $1M_{\text{sun}}$ nel diagramma H-R

- Una stella come il Sole spende la maggior parte della sua vita in Sequenza Principale, trasformando H in He. Prima di entrare in Sequenza si contrae lentamente lungo la traccia di Hayashi (fase di Pre-sequenza)
- Quando l'H si esaurisce, il nucleo di He si contrae e si accende una shell attorno al nucleo dove H è trasformato in He. Questa è la fase di subgigante dove la stella si espande a L costante fino ad arrivare alla traccia di Hayashi oltre la quale le stelle non possono esistere
- A questo punto la Te non può più scendere e la luminosità cresce moltissimo (fase di gigante rossa)
- Alla fine di questa fase l'He si accende in un nucleo degenere e si ha il flash dell'He, ovvero l'He si accende nel nucleo degenere in modo esplosivo. Il flash avviene solo per stelle $<2.25M_{\text{sun}}$

Traccia di Hayashi



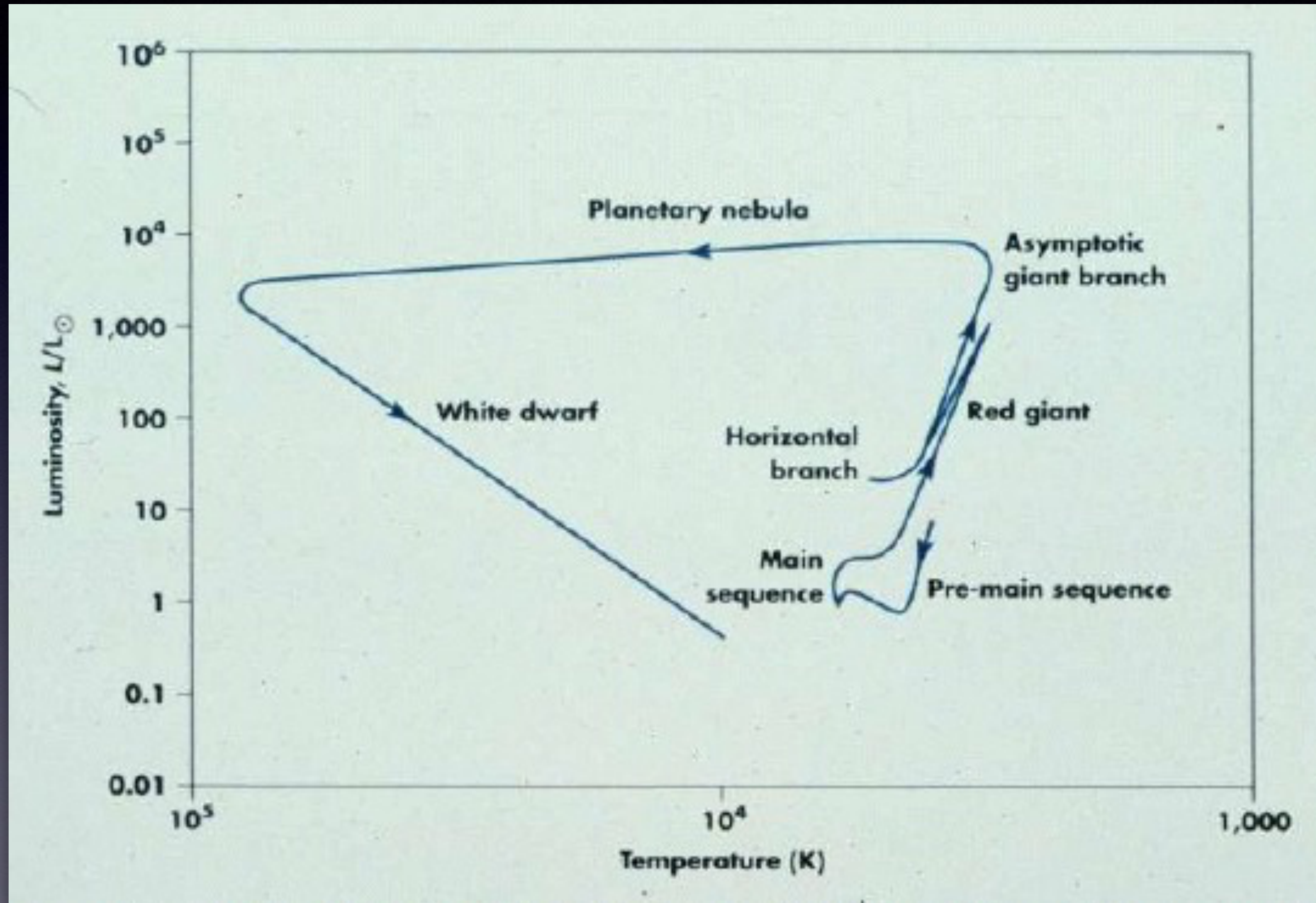
Pre-sequenza principale



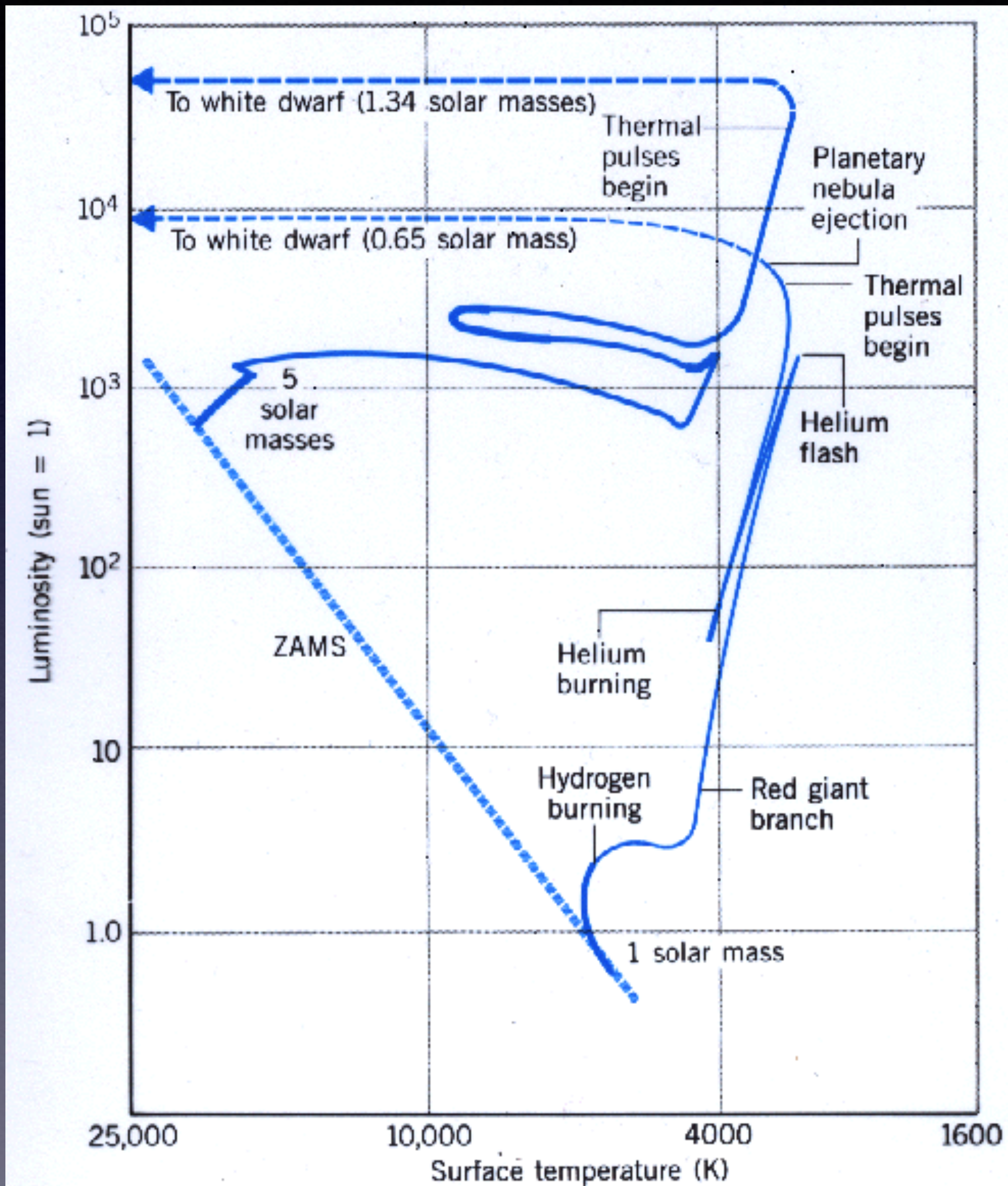
Evoluzione di $1M_{\text{sun}}$ nel diagramma H-R

- La stella si trova ora a bruciare He al centro e H nella shell (fase di ramo orizzontale)
- La maggior parte delle stelle come il Sole in questa fase si trova all'estremità destra del ramo (red clump)
- Quando si esaurisce l'He al centro, il nucleo di C e O si inizia a contrarre ed una shell di bruciamento di He si accende sopra al nucleo. Questa è la fase di bruciamento in doppia shell o ramo asintotico
- Il C non si accenderà mai in una stella di questa massa che diventerà prima nebulosa planetaria, espellendo il mantello in una fase di super-wind e poi nana bianca

Evoluzione di 1 M_{sun}

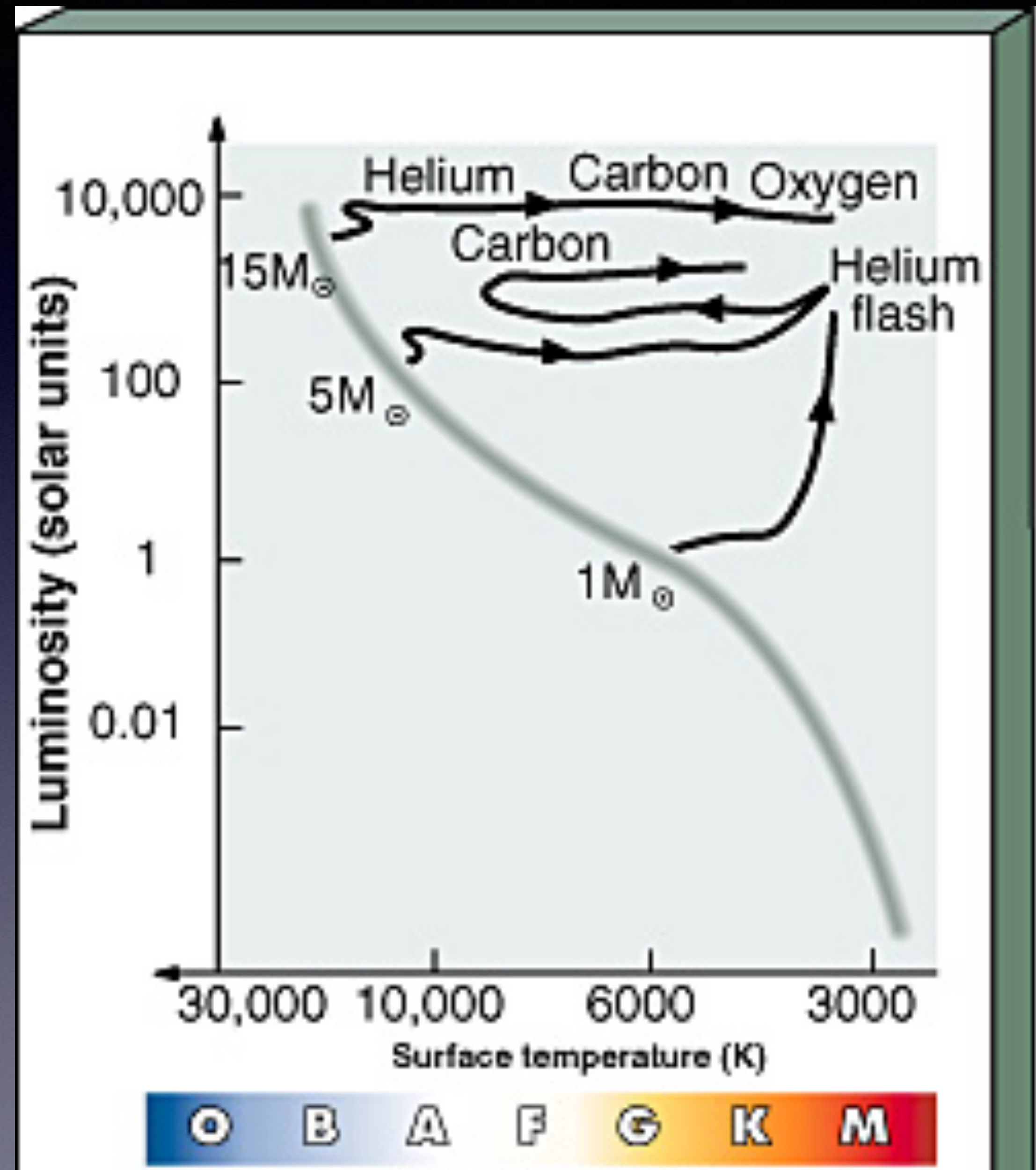


Evoluzione di una $5 M_{\text{sun}}$

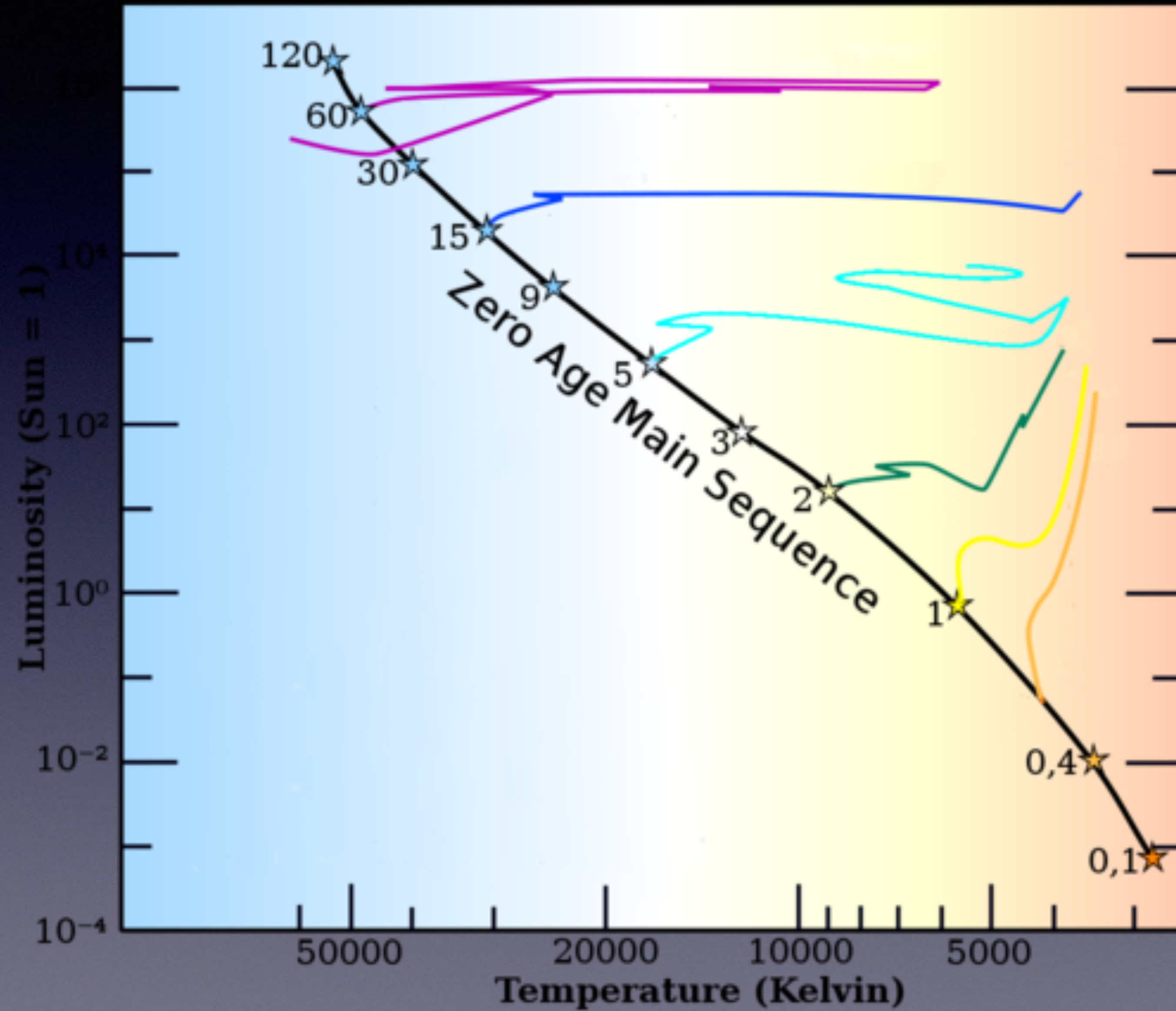


Theoretical evolutionary tracks off the ZAMS for the stars of 1 and 5 solar masses.

Evoluzione di una $15 M_{\text{sun}}$



Evoluzione stellare



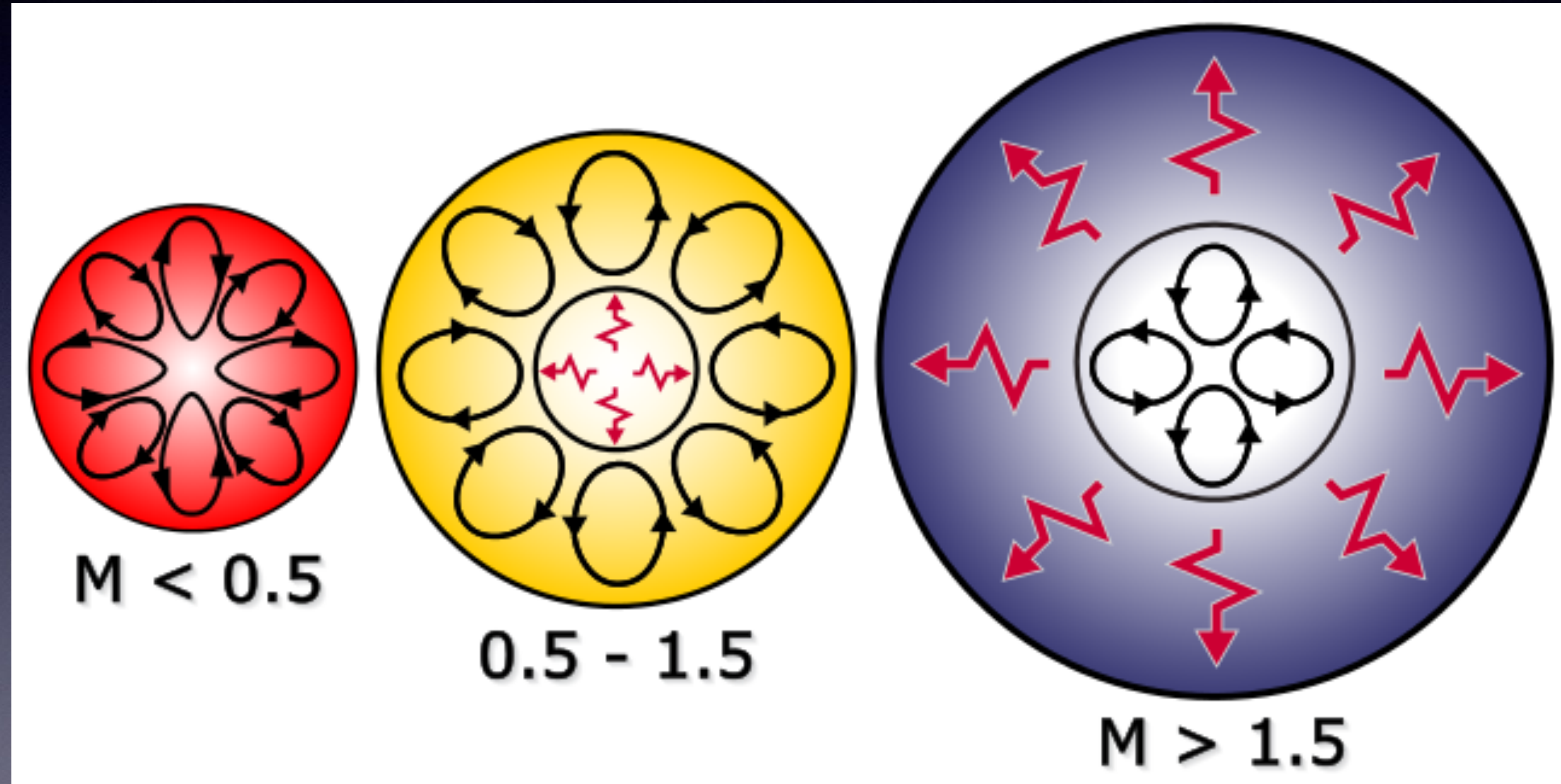
Tempi di vita stellari

- Le stelle di massa molto piccola hanno tempi di vita maggiori dell'età dell'universo
- Le stelle di massa piccola ed intermedia hanno tempi di vita che vanno dal tempo di Hubble a 30 milioni di anni
- Le stelle massive hanno tempi di vita tra 30 milioni di anni e qualche milione di anni

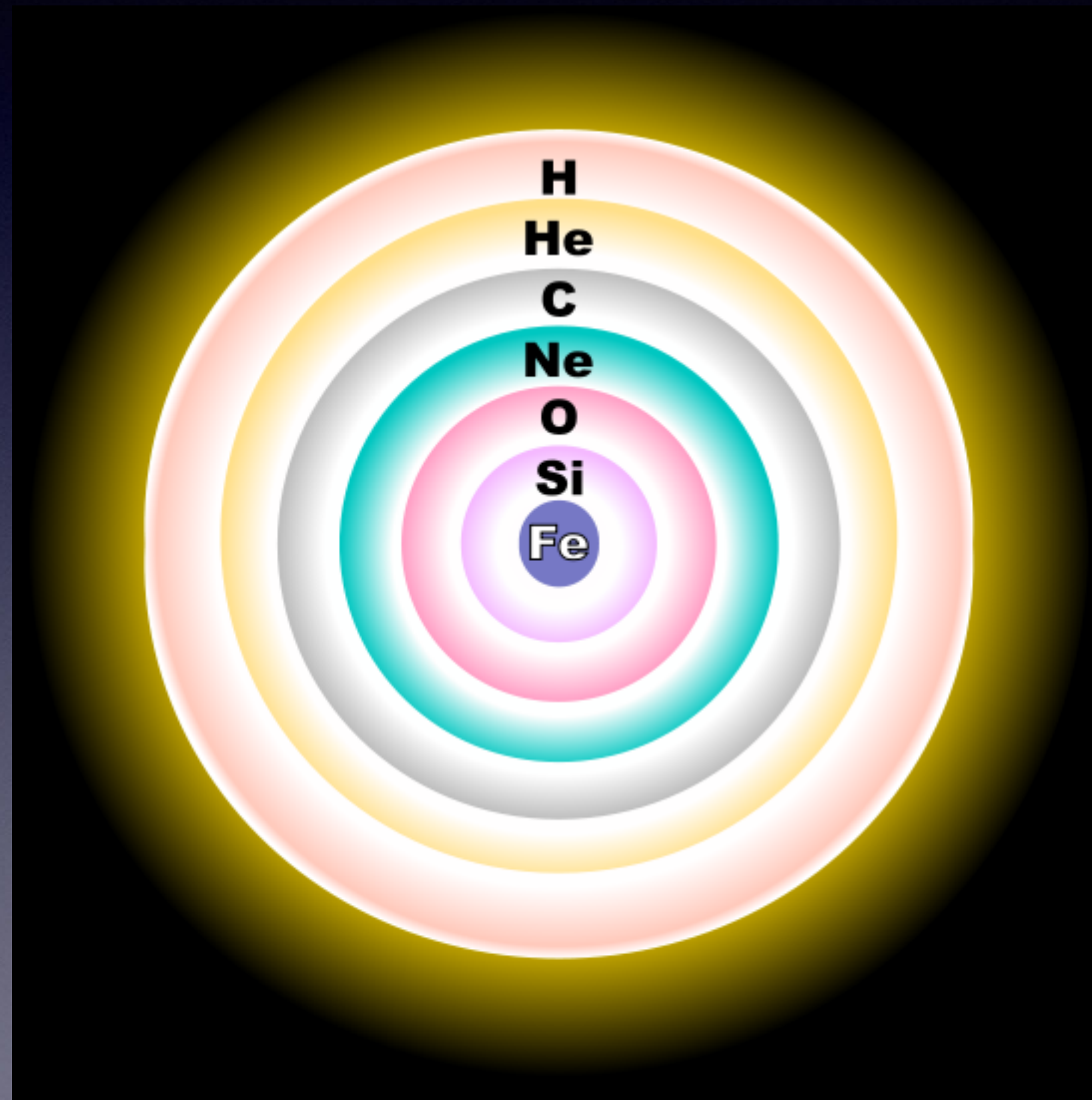
Caratteristiche stellari

Mass (solar masses)	Time (years)	Spectral type
60	3 million	O3
30	11 million	O7
10	32 million	B4
3	370 million	A5
1.5	3 billion	F5
1	10 billion	G2 (Sun)
0.1	1000s billions	M7

Evoluzione stellare



Evoluzione Stellare: stelle massive



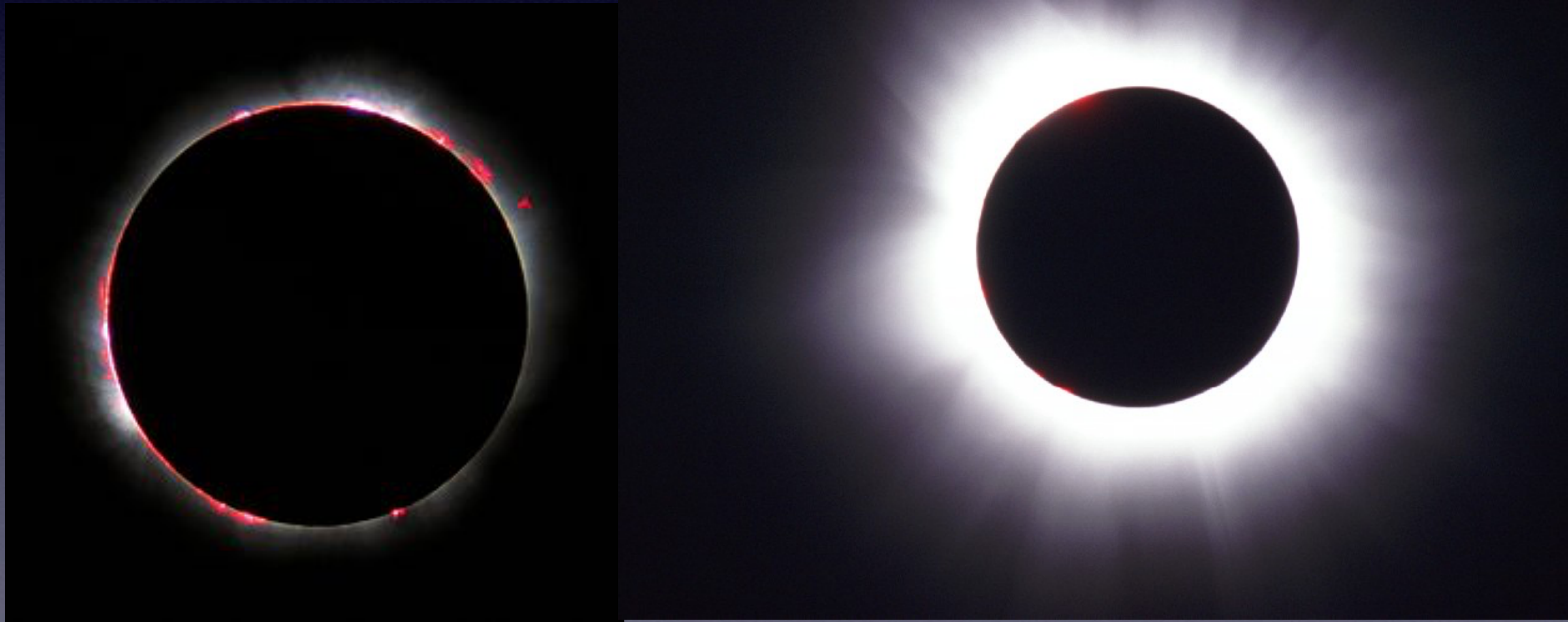
Il Sole

- Massa = 1.99×10^{30} Kg
- Raggio = 6.96×10^8 m
- Luminosità = 3.86×10^{26} W
- Temperatura effettiva = 5870 K
- Età = 4.55×10^9 anni
- Densità centrale = 1.48×10^5 Kg m⁻³
- Temperatura centrale = 15.6×10^6 K
- Pressione centrale = 2.26×10^{16} Pa

La cromosfera e la corona solare

- Subito sopra la fotosfera c'è la CROMOSFERA e sopra ancora la CORONA
- La temperatura del gas comincia a decrescere al di fuori della fotosfera per poi ricrescere e raggiungere i 10.000 gradi nella cromosfera e 2×10^6 K nella corona
- Cosa fa riscaldare la corona? Si pensa siano onde acustiche e altri tipi di onde meccaniche generate nella zona convettiva esterna del Sole
- Il sole ha un nucleo radiativo ed un involucro convettivo
- Cio' causa anche il cosiddetto vento solare
- I fotoni solari che partono dal centro impiegano circa 30.000 anni ad uscire dalla fotosfera solare

La corona solare



Cadaveri stellari:nebulosa planetaria



Nebulose planetarie



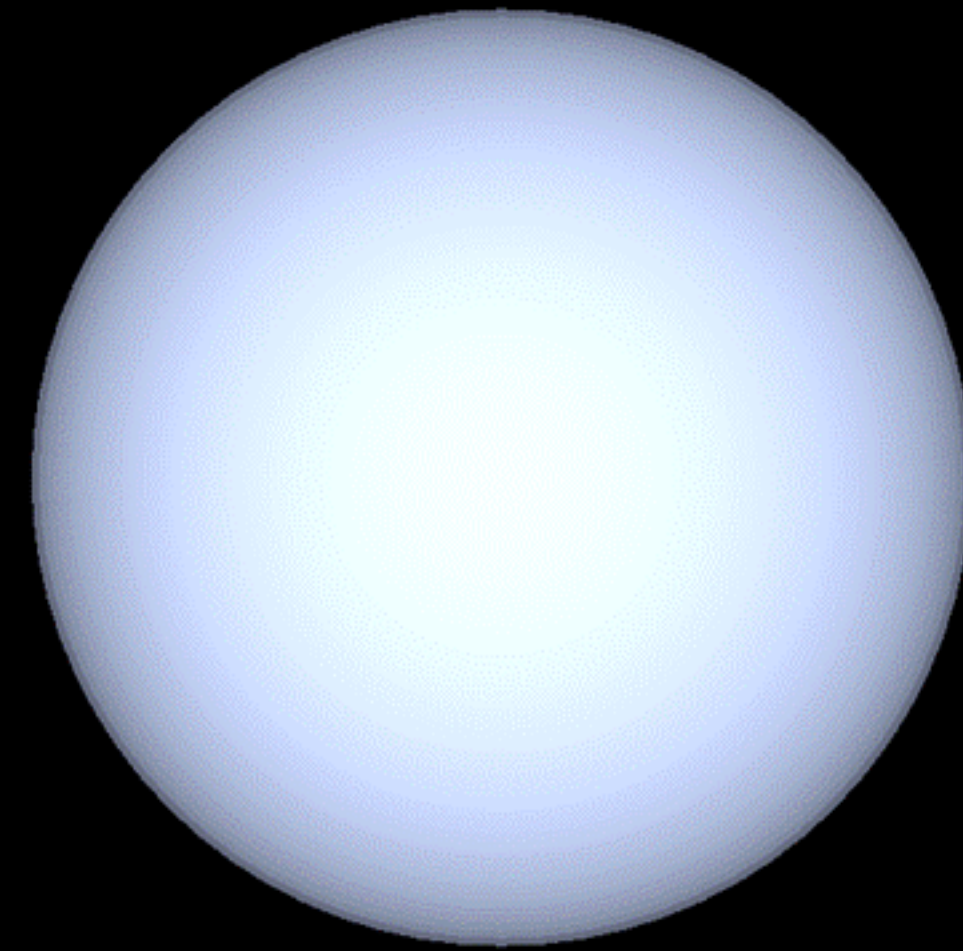
Nebulose Planetarie

- Le nebulose planetarie sono il cadavere di stelle come il Sole
- Sono costituite da una stella molto calda al centro e dal suo mantello espulso . La temperatura della stella puo' raggiungere i 200.000 gradi Kelvin
- Questa stella diventera' una nana bianca

I cadaveri stellari: nane bianche

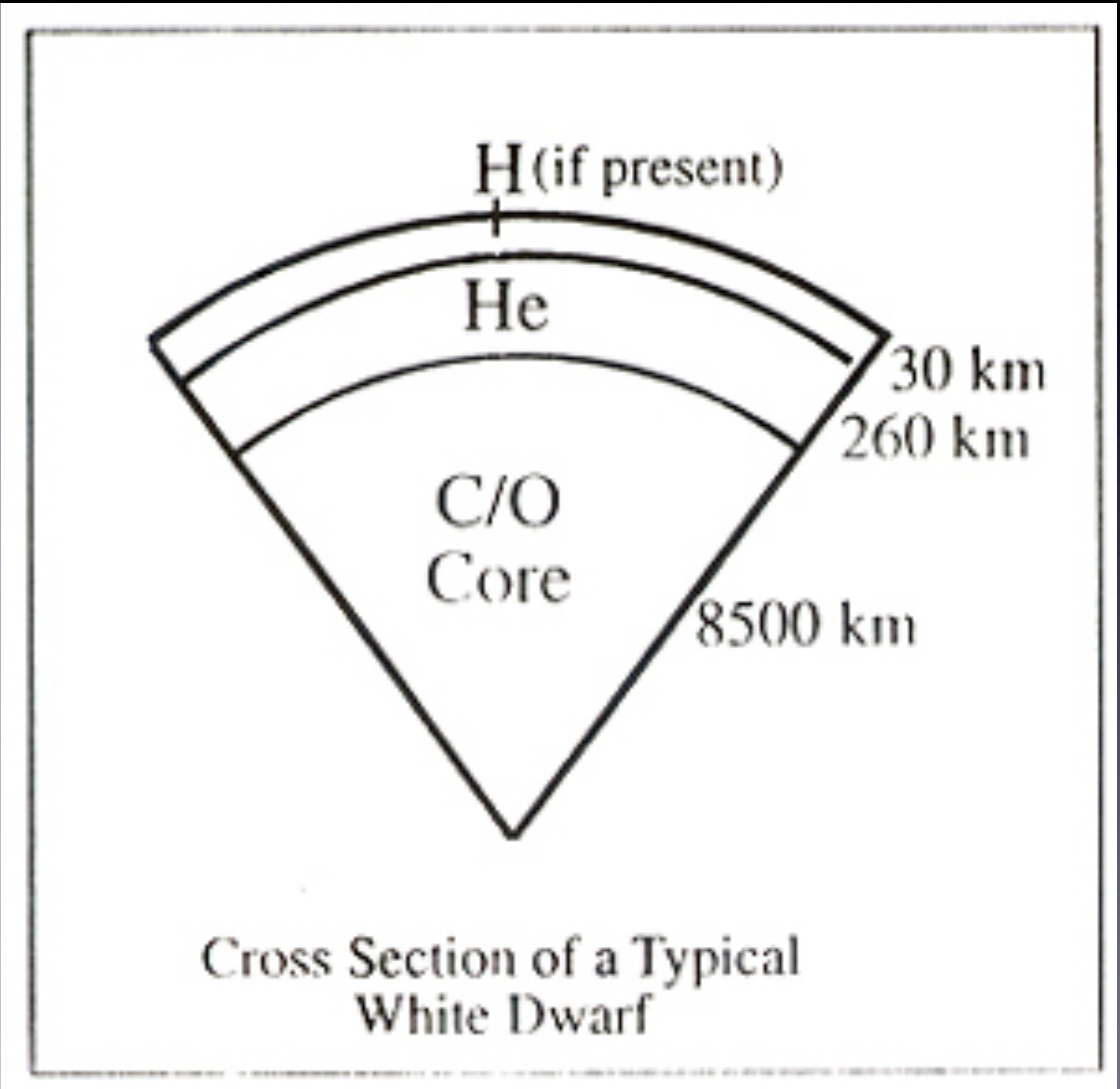
- Le nane bianche sono oggetti molto compatti formati da elettroni degeneri. La loro densità è pari a quella di una zolletta di zucchero che pesi come un camion. La loro densità media è di 10^6 gr/cm^3
- Le dimensioni di una nana bianca sono confrontabili con quelle terrestri e la sua massa media è di $0.7 M_{\text{sun}}$

Nane bianche



$M \approx 1.0 M_{\text{sun}}$
 $R \approx 5800 \text{ km}$
 $V_{\text{esc}} \approx 0.02c$

Nane bianca



Cadaveri stellari: stelle di neutroni

- Le stelle di neutroni hanno una massa media pari alla massa di Chandrasekhar, ovvero $1.4 M_{\text{sun}}$
- Hanno densità media dell'ordine di 10^{14} gr/cm^3 e dimensioni dell'ordine di 10 km
- Sono dense come una goccia di pioggia che contenga tutta la popolazione della Terra

La massa di Chandrasekhar

- Esiste una relazione Massa-Raggio per le nane bianche e le nane bianche piu' massive hanno anche il raggio piu' piccolo!
- Questo vuol dire che una nana bianca di massa maggiore deve essere piu' piccola e piu' densa di una di massa minore, per poter essere in equilibrio
- In particolare:
$$R_{WD} = 0.114 \frac{h^2}{G m_e m_p^{5/3} (Z/A)^{5/3}} M^{-1/3}$$
- Questa espressione fu trovata da Fowler per Was in condizioni non-relativistiche

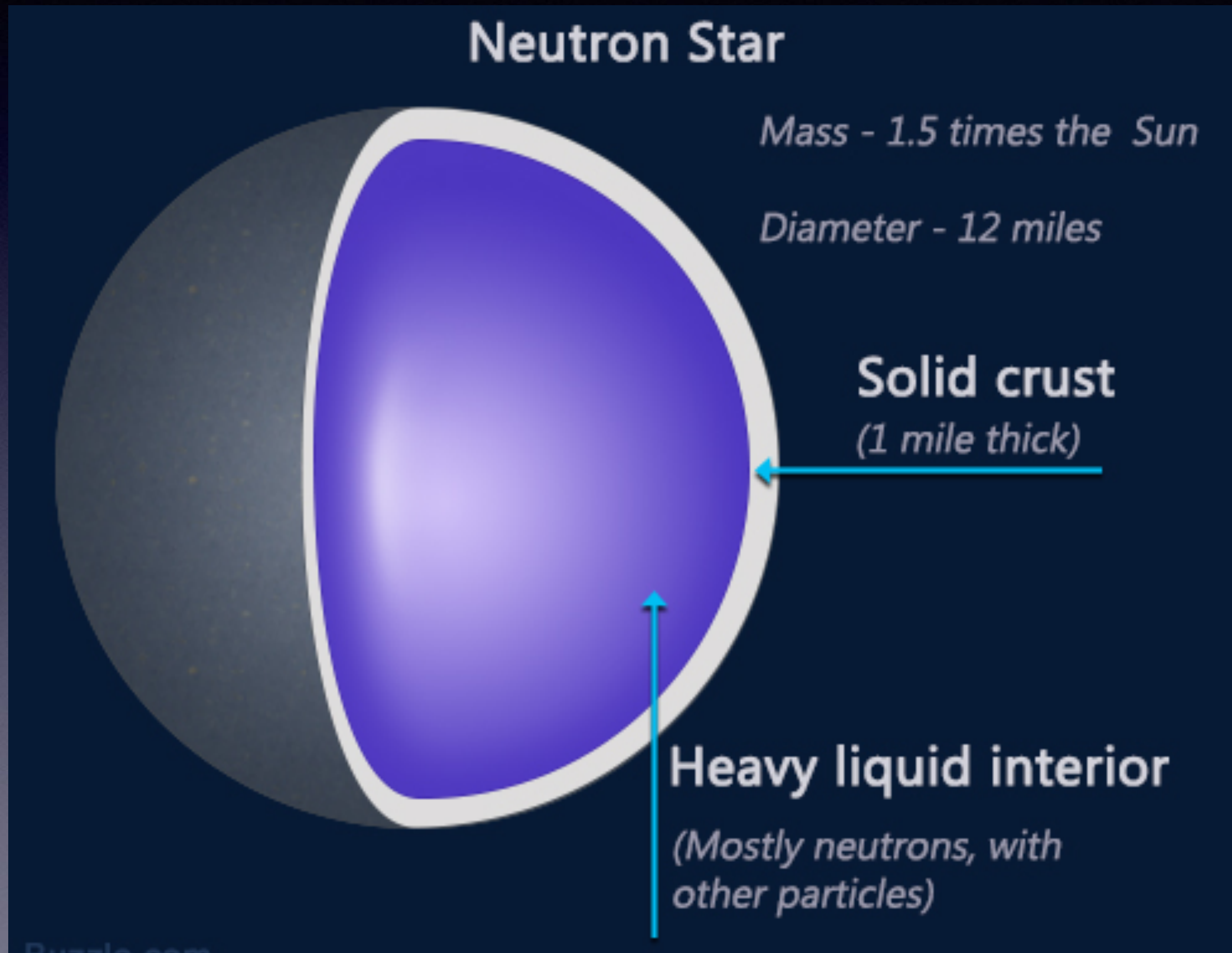
La massa di Chandrasekhar

- Se la massa della nana bianca fosse grande a sufficienza il suo raggio sarebbe zero!
- Questa massa limite è la massa di Chandrasekhar che può essere definita come la massa di una struttura di elettroni degeneri relativistici di raggio zero:

$$M_{Ch} = 0.20(Z/A)^2 (hc/Gm_p^2)^{3/2} m_p$$

- Poiché le nane bianche sono prive di H, $Z/A=0.5$ (tipico dei metalli) e quindi $M_{Ch} = 1.4M_{sun}$

Stelle di neutroni



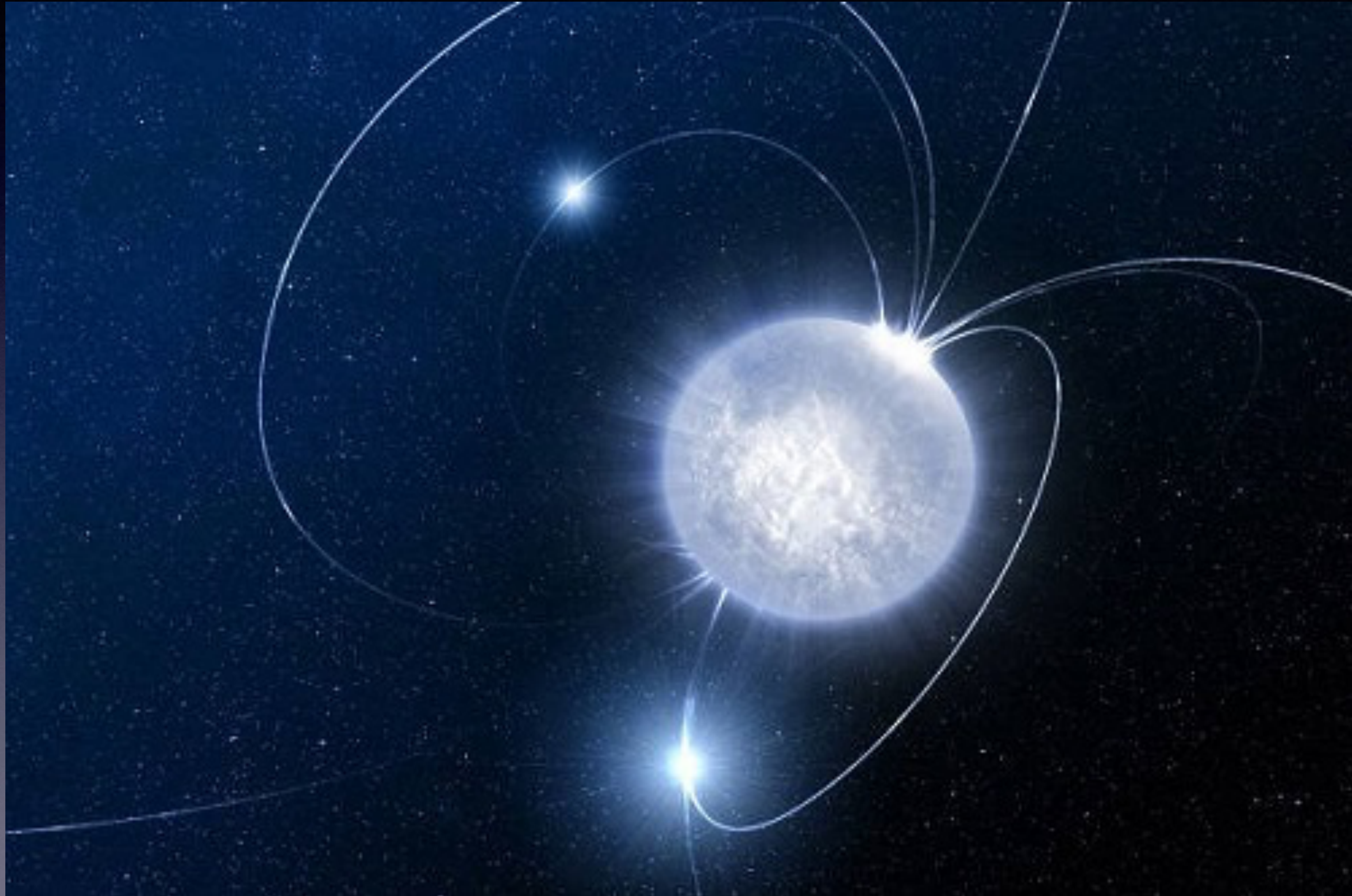
Stelle di neutroni

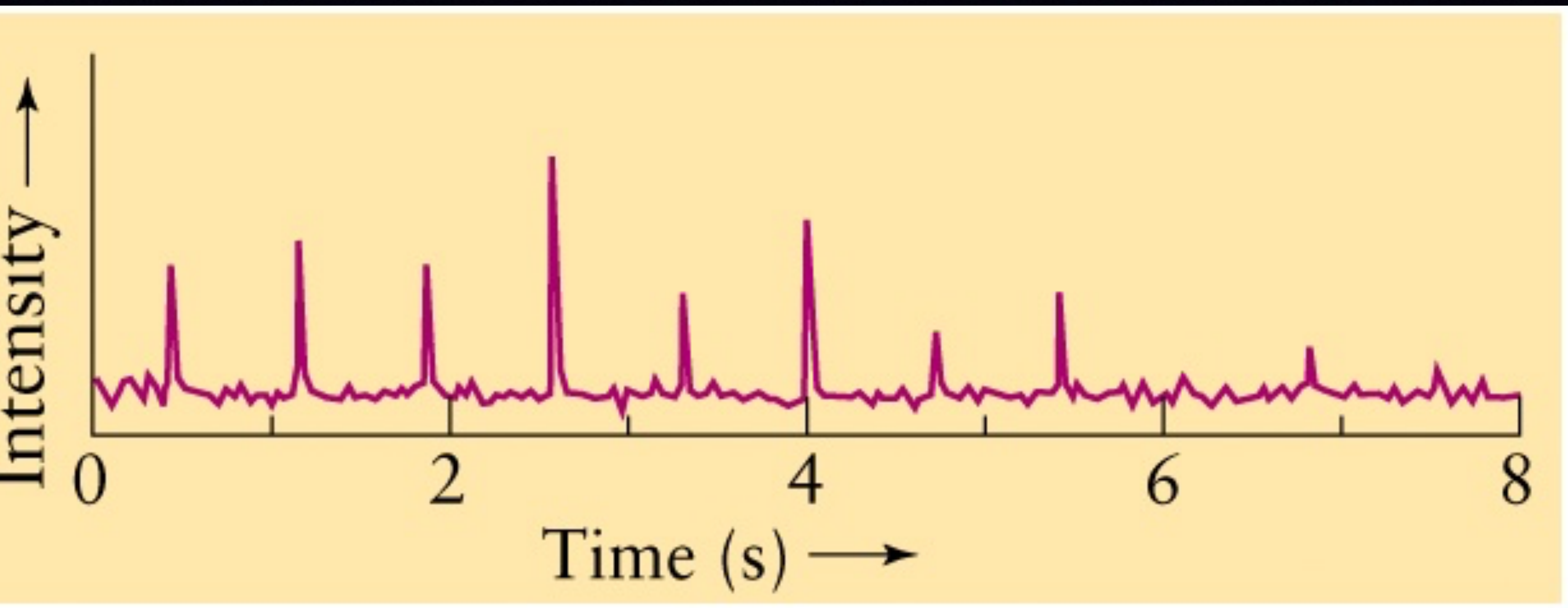
- Quando la massa del nucleo stellare supera la massa di Chandrasekhar il raggio non va a zero, bensì il nucleo comincia a collassare
- Quando la densità raggiunge i 10^9gr/cm^3 inizia il processo di neutronizzazione
- I neutroni non decadono perché gli ioni nelle nane bianche formano dei cristalli ed hanno energie minime
- Il decadimento del neutrone produce un'energia di 1Mev. Se un neutrone con energia prossima allo zero decade, cederà all'elettrone un'energia di pochissimo superiore ad 1Mev
- Poiché gli elettroni sono relativistici avranno un momento di Fermi $> 1\text{Mev}$ e quindi l'elettrone liberato non troverà alcuna cella nello spazio delle fasi, poiché tutte le celle da 1Mev saranno occupate, quindi il neutrone **non decade**

Pulsars

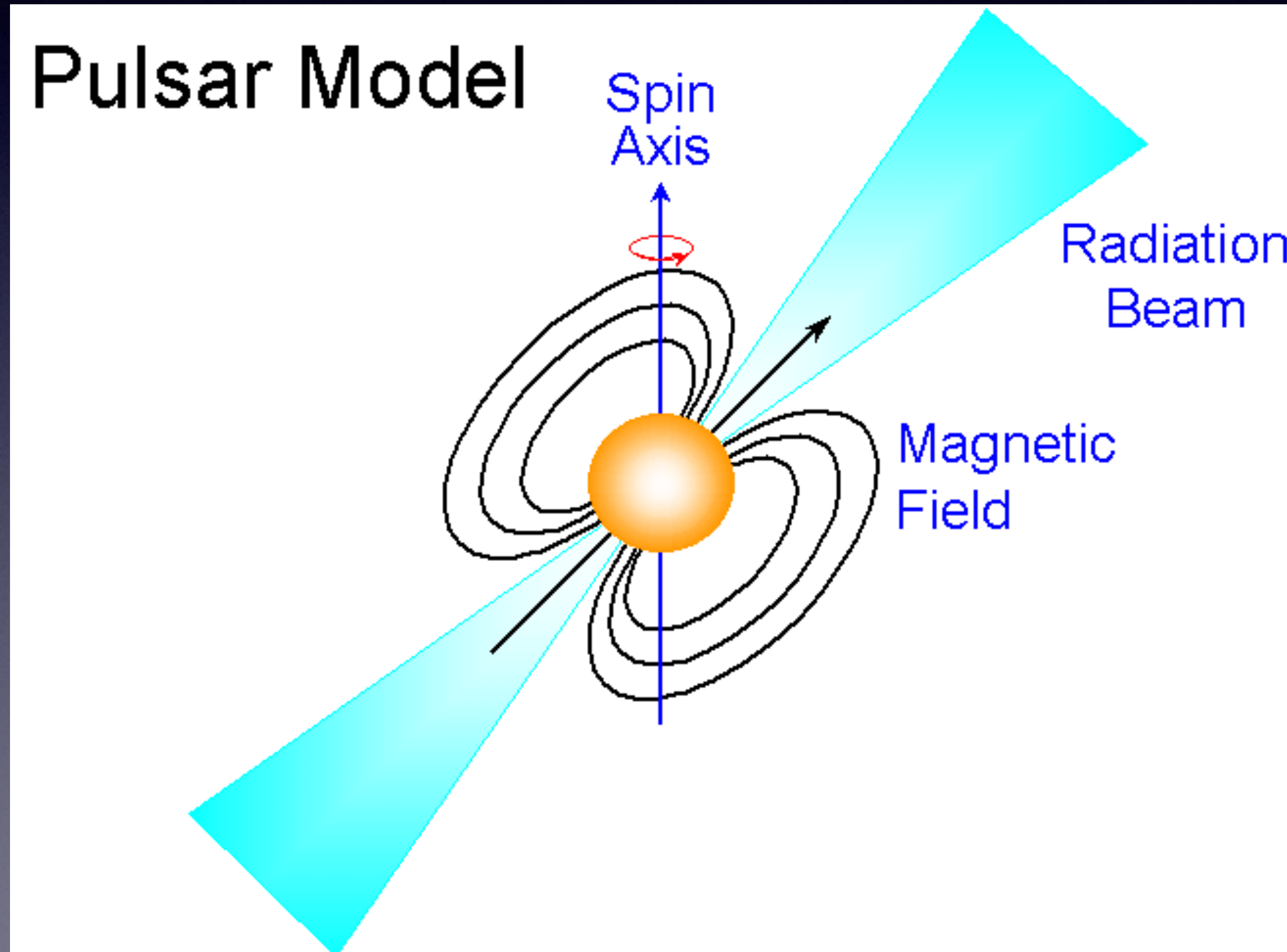
- Le pulsars sono stelle di neutroni rotanti. Furono scoperte nel 1967 da Bell e Hewish
- Posseggono una pulsazione regolare e velocissima (da un millesimo di secondo al secondo)
- Il meccanismo di emissione delle pulsars e' emissione di sincrotrone da elettroni accelerati da un campo magnetico

Pulsars

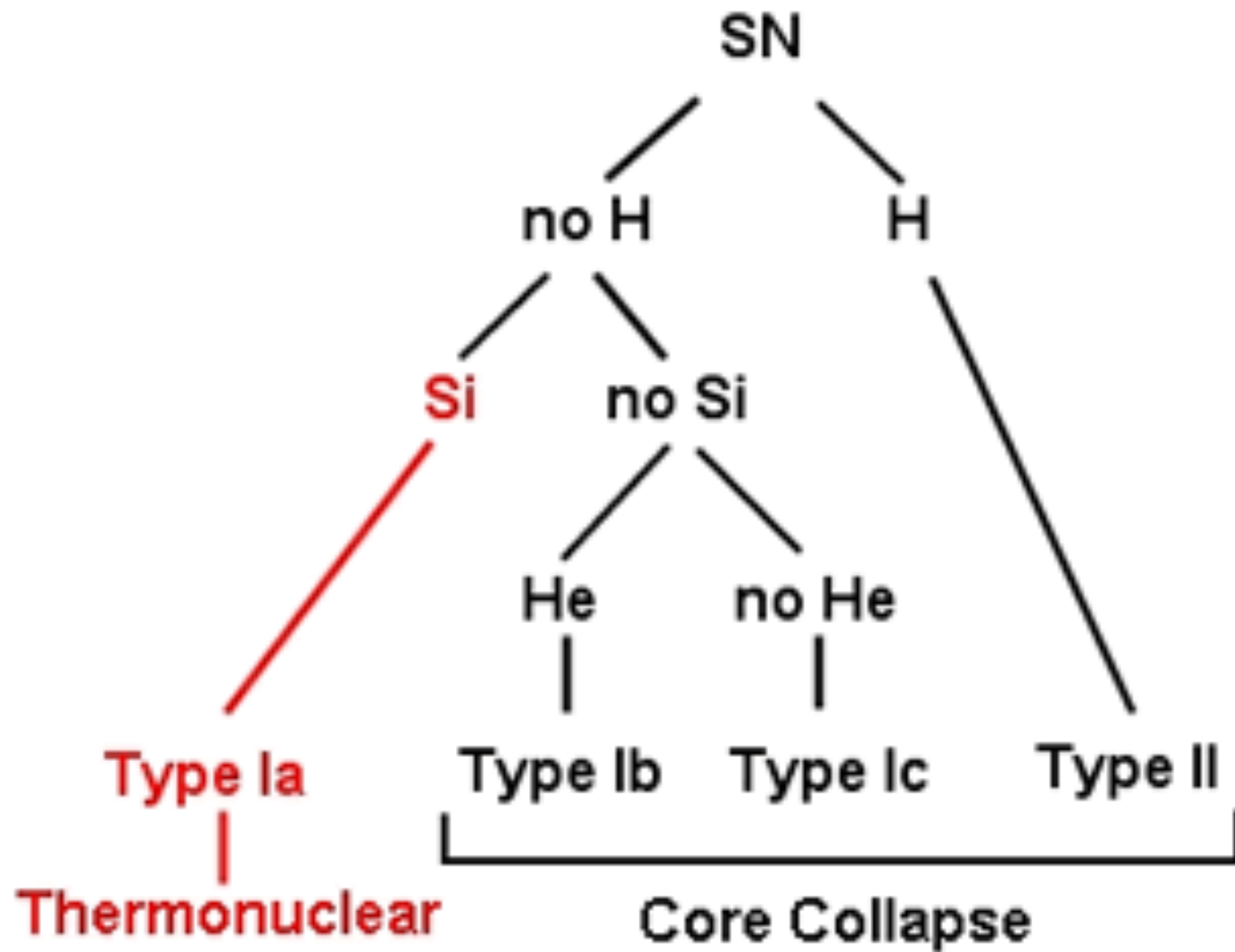




Modello del faro per le pulsars



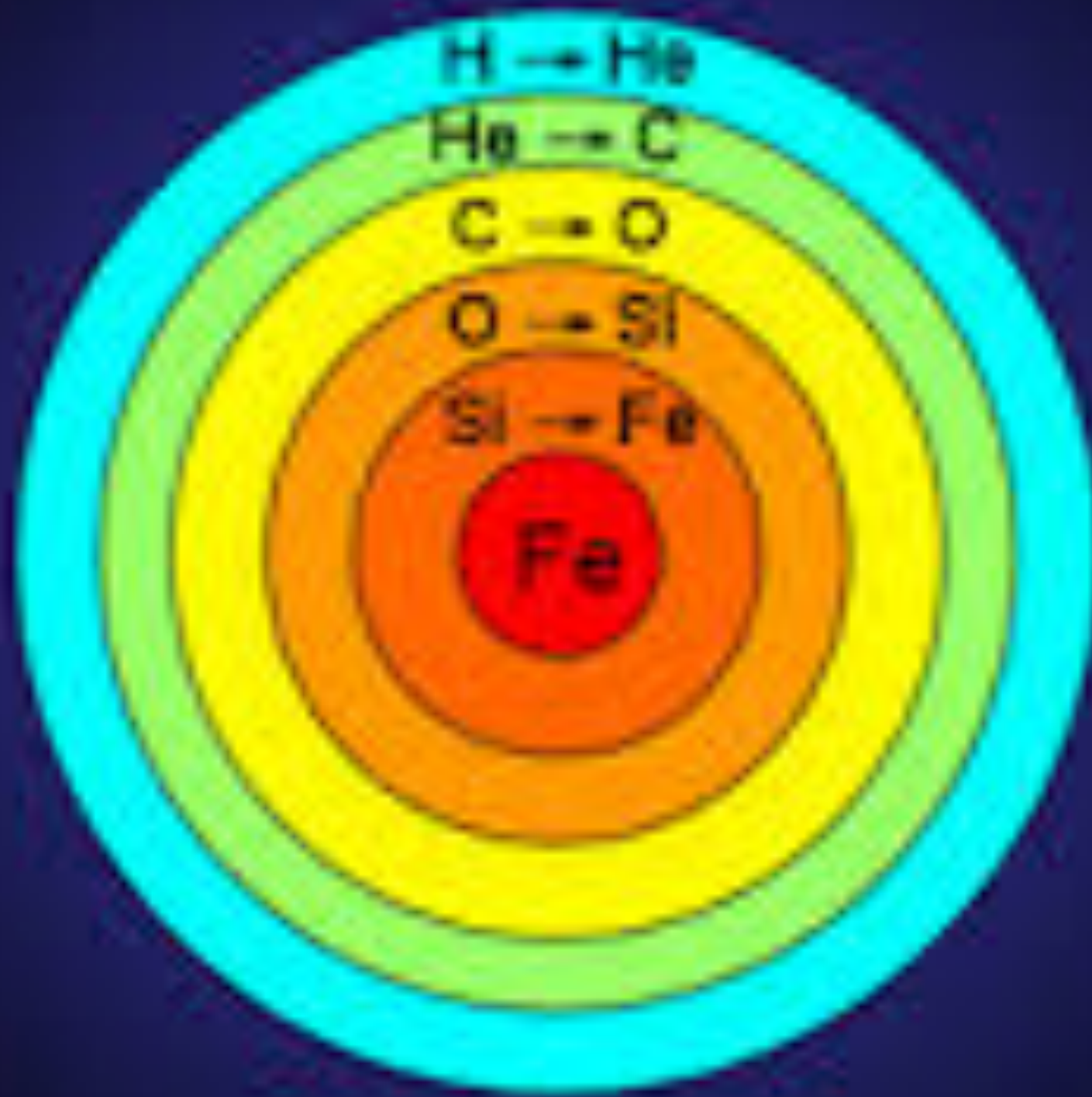
Classificazione delle SNe



Cadaveri stellari:supernovae II

- Le supernovae di tipo II sono l'esplosione per collasso del nucleo di una stella massiva
- Le supernovae di tipo II lasciano una stella di neutroni come "resto"
- Le supernovae Ic e Ib sono il risultato dell'esplosione di stelle di massa $>30M_{\text{sun}}$
- Lasciano stelle di neutroni e buchi neri come resti
Forse solo buchi neri

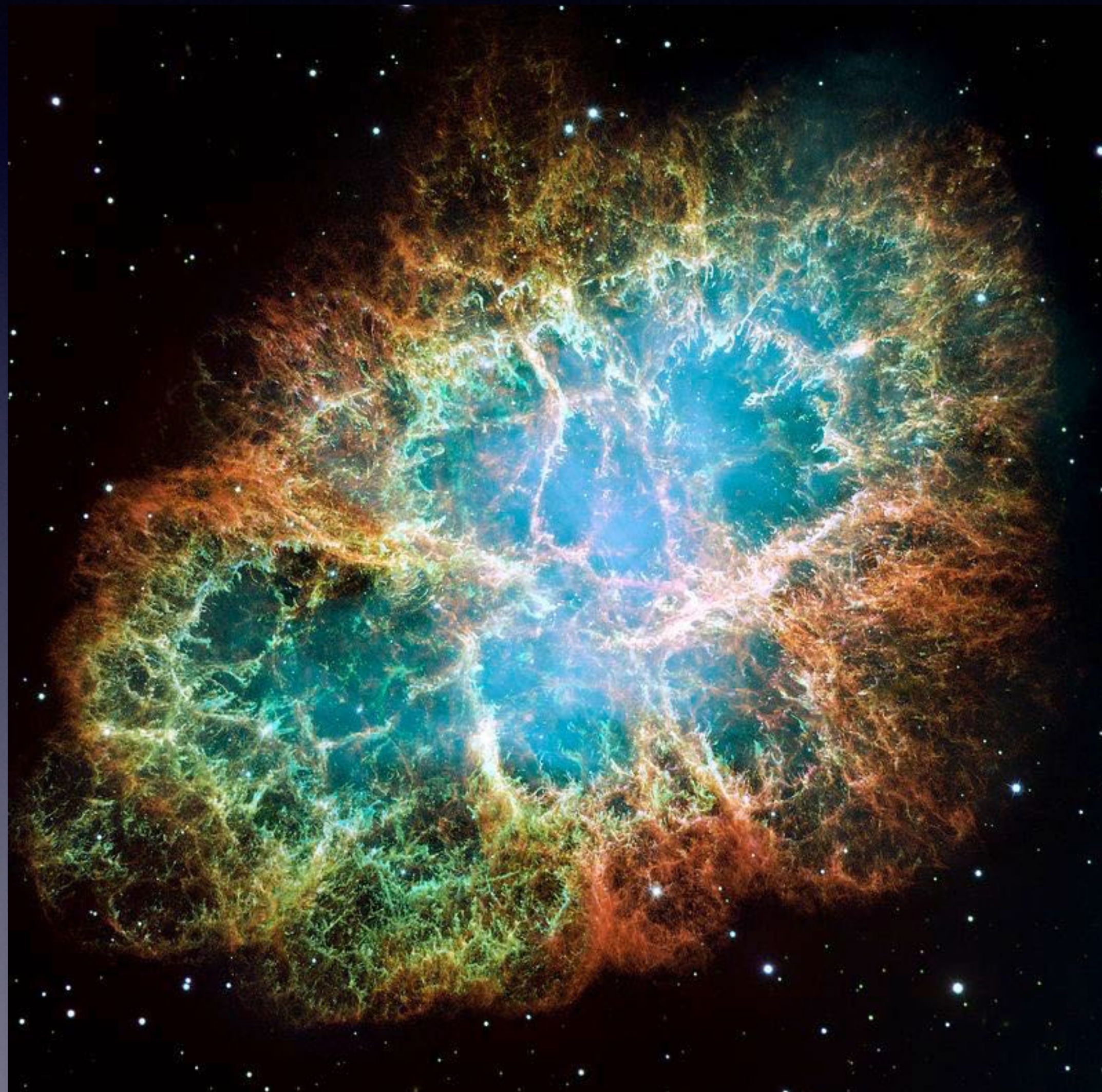
Core-collapse SN



For a 25 solar mass star:

Stage	Duration
$H \rightarrow He$	7×10^6 years
$He \rightarrow C$	7×10^5 years
$C \rightarrow O$	600 years
$O \rightarrow Si$	6 months
$Si \rightarrow Fe$	1 day
Core Collapse	1/4 second

Cadaveri stellari: supernova II



SN 1987A



Cadaveri stellari: supernovae Ia

- Le supernovae Ia sono il risultato dell'esplosione di una nana bianca in un sistema binario
- Se raggiungono la massa limite per la loro stabilità (massa di Chandrasekhar di $1.4 M_{\text{sun}}$) a causa di accrescimento di materia da un compagno, allora esplodono senza lasciare alcun "resto"
- Due sono i possibili modelli suggeriti: i) singola degenerazione e ii) doppia degenerazione

Supernovae Ia: singola degenerare

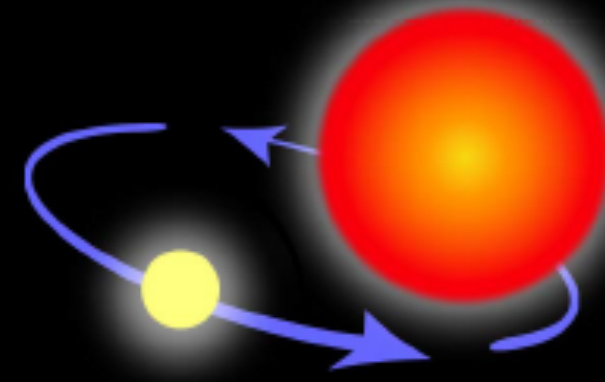
- Il modello della singola degenerare fu proposto da Whelan& Iben (1973)
- Consiste in un sistema binario dove la primaria M_1 evolve e diventa nana bianca, poi evolve la secondaria M_2 e quando diventa gigante rossa trasferisce materia sulla nana bianca
- La nana bianca esplose per deflagrazione del ^{12}C quando la sua massa supera la massa di Chandrasekhar e di conseguenza anche la massa limite per accendere il C (circa $1.38M_{\text{sun}}$)
- L'esplosione di SN dipende molto dal tasso di accrescimento di materia sulla nana bianca
- Per particolari tassi si può avere una esplosione di nova che non distrugge la nana bianca
- La nova ha outbursts ricorrenti dove un po' di materia viene persa

Supernovae Ia:singola degenerate

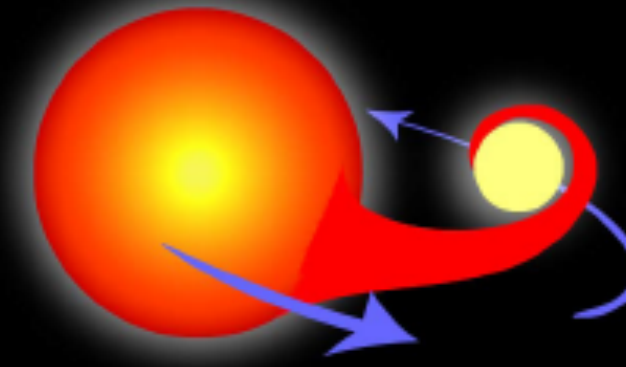
The progenitor of a Type Ia supernova



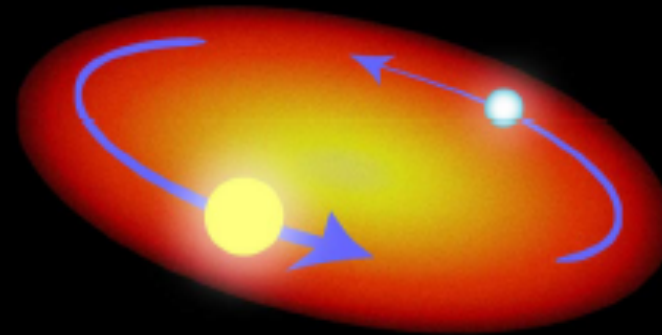
Two normal stars are in a binary pair.



The more massive star becomes a giant...



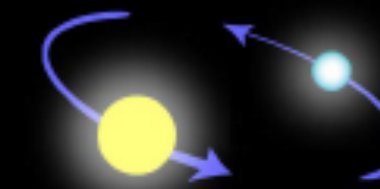
...which spills gas onto the secondary star, causing it to expand and become engulfed.



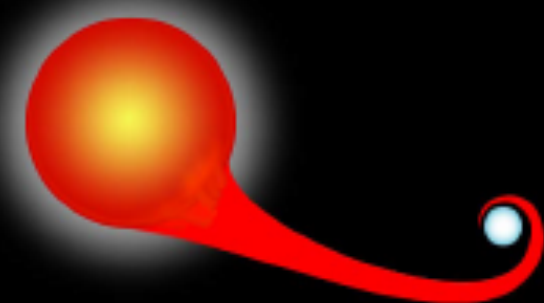
The secondary, lighter star and the core of the giant star spiral inward within a common envelope.



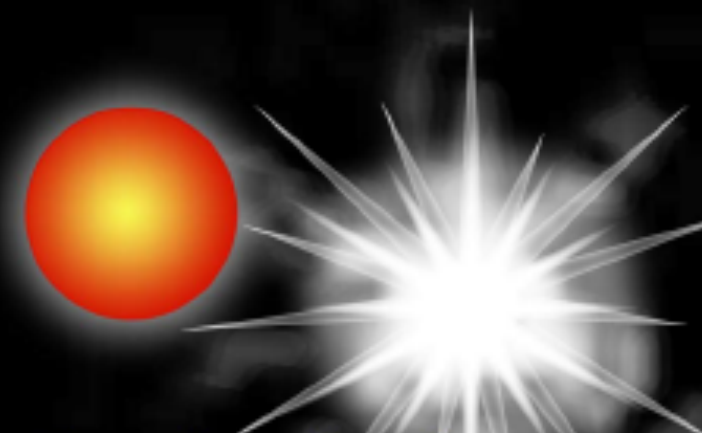
The common envelope is ejected, while the separation between the core and the secondary star decreases.



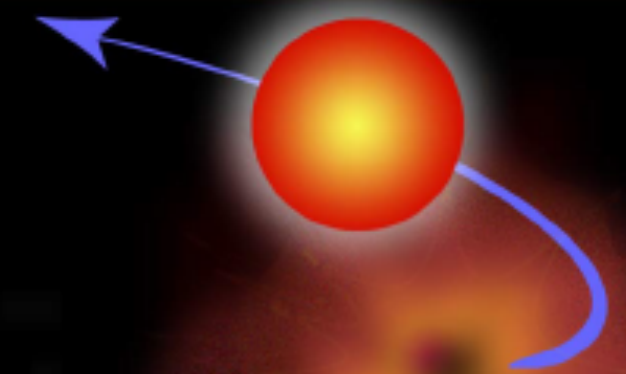
The remaining core of the giant collapses and becomes a white dwarf.



The aging companion star starts swelling, spilling gas onto the white dwarf.



The white dwarf's mass increases until it reaches a critical mass and explodes...



...causing the companion star to be ejected away.

Supernovae Ia: doppia degenerere

- Iben & Tutukov (1984) proposero il modello della doppia degenerere dove due stelle di massa quasi uguale e nell'intervallo $5-9 M_{\text{sun}}$ si trovano in un sistema binario
- Le due stelle evolvono attraverso due episodi di inviluppo comune e poi quando ambedue sono diventate nane bianche emettono onde gravitazionali che fanno perdere momento angolare al sistema
- Le due nane bianche si avvicinano fino a che non si fondono creando un'unica nana con la massa di Chandrasekhar che esplosa per deflagrazione del carbonio

Doppia degenerate (modello Iben & Tutukov)

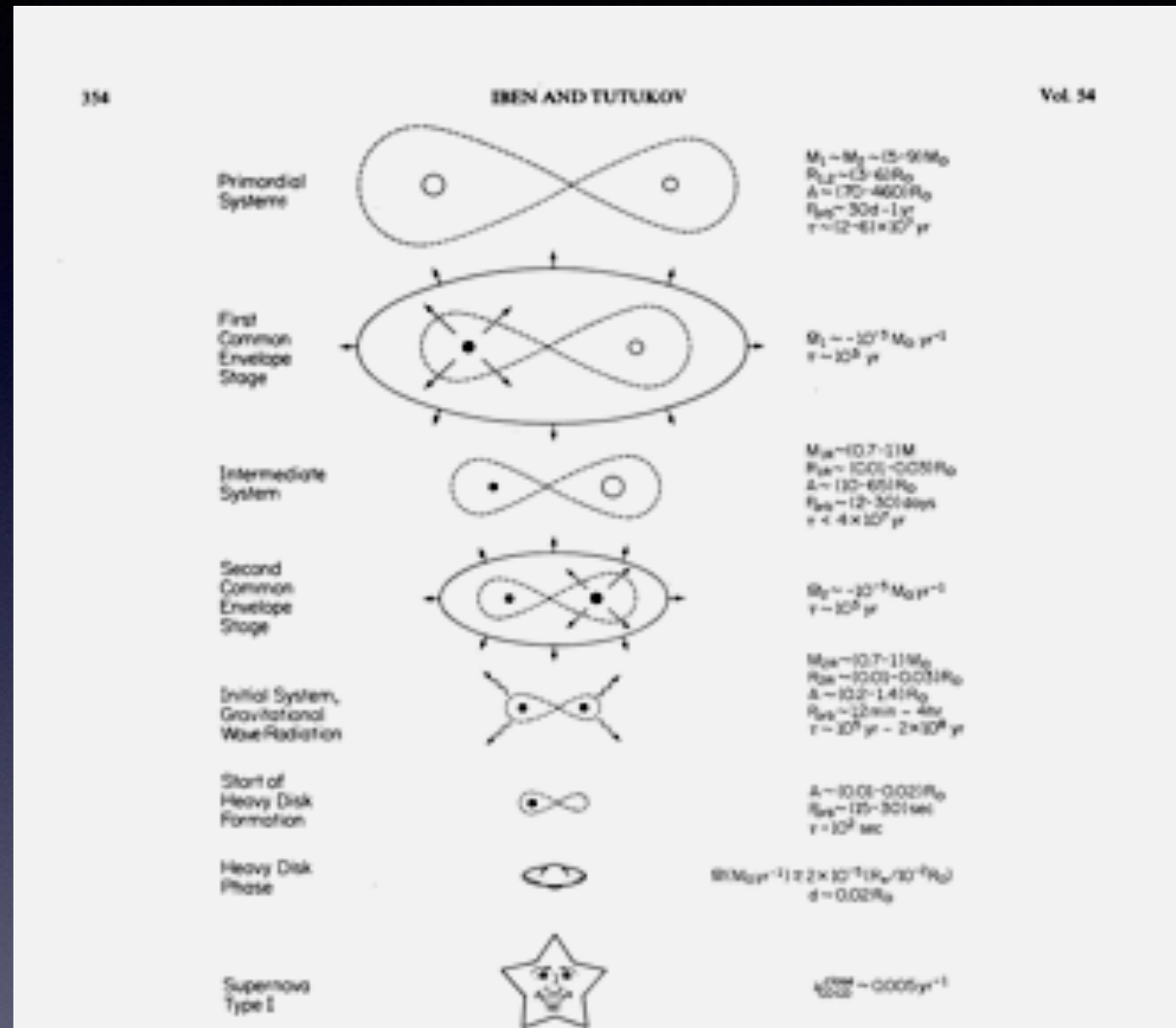


FIG. 1.—Schematic describing the scenario which produces an initial system containing two degenerate CO dwarfs from a primordial “close” system. Component masses and radii, system semimajor axes and orbital periods, and time scales for the various phases are shown.

range of permissible initial semimajor axes must satisfy $\Delta \log A = 0.9$. Inserting this, along with $q=1$, $M_1 = 3.2$, and $M_2 = 3.8$ in equation (1), we estimate the formation frequency of explosive systems of double-degenerate helium dwarfs to be $\nu_{\text{exp}} = 5 \times 10^{-5} \text{ yr}^{-1}$. The evolution of system characteristics is traced schematically in Figure 4.

From equation (20) with $M_1 = M_2 = 0.85 M_\odot$, it follows that the requirement for evolving to the final merged stage is less than 10^7 yr is that the initial separation of the two degenerate dwarfs to be less than $\approx 2.1 R_\odot$. But from equation (22), with

the usual approximations, we have that $A_{1,2} < A/400 = 460 R_\odot/400 = R_\odot$, and merging will occur well within the Hubble time.

The time scale for shortening the semimajor axis as the result of the action of gravitational wave radiation is proportional to the fourth power of the semimajor axis. Thus, since an initial semimajor axis of $\approx 2.1 R_\odot$ implies a time scale of 10^7 yr for evolution to the merging state, the maximum initial separation of $\approx 1 R_\odot$ for potentially explosive double helium-degenerate dwarfs means that evolution to the explosive state

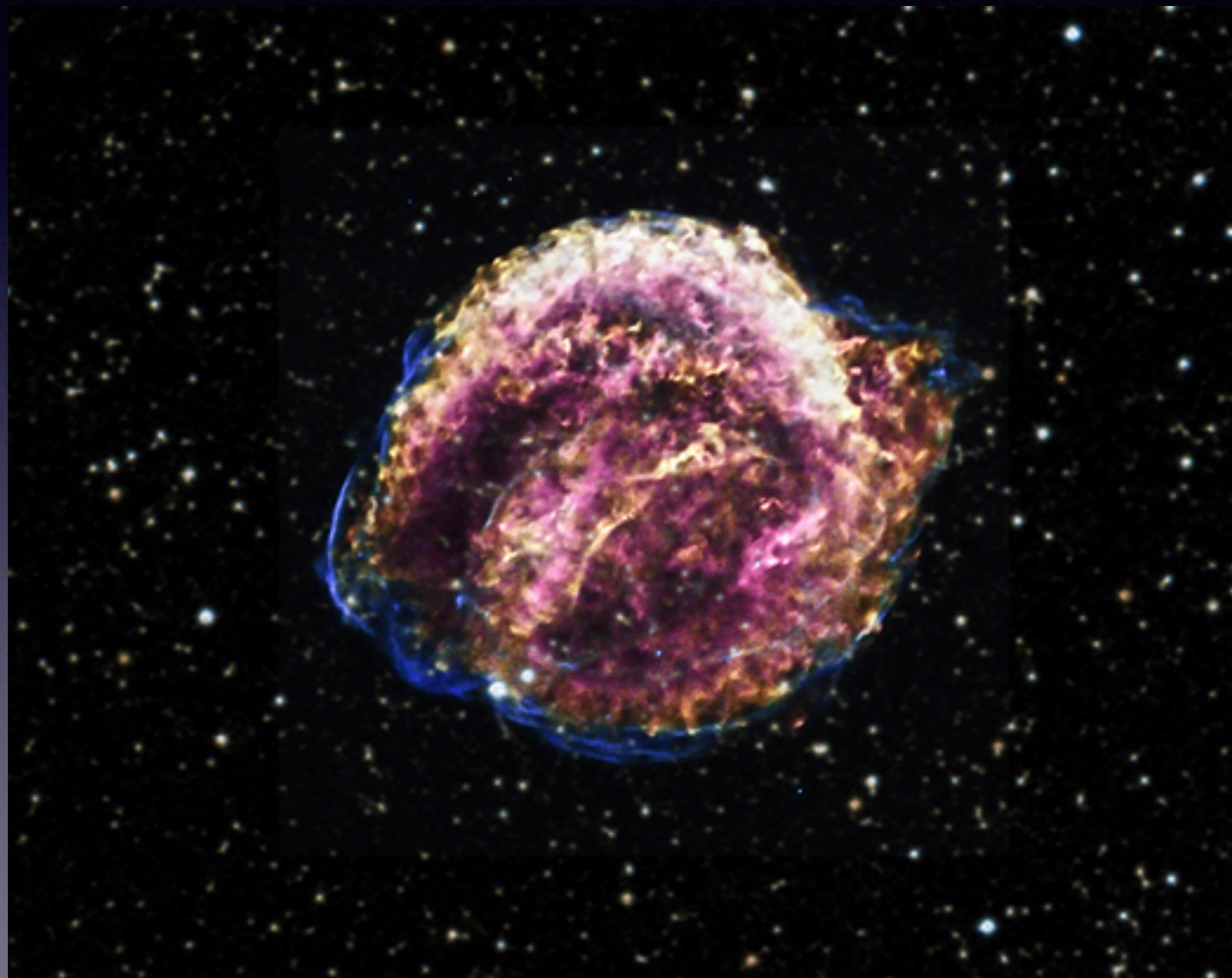
Tempi scala di esplosione delle SNe Ia

- Nel modello della singola degenerare le masse delle stelle progenitrici sono nel range $0.8-8 M_{\text{sun}}$ per la secondaria e $3-8M_{\text{sun}}$ per la primaria
- Il tempo scala dell'esplosione e' dato dalla massa della secondaria e varia tra 30 milioni di anni fino a 10-12 miliardi di anni (tempo di Hubble)
- Nel modello doppia degenerare le masse sono nel range $5-9M_{\text{sun}}$ ed i tempi di esplosione sono il tempo di vita della secondaria piu' il tempo necessario a fondersi dopo emissione di onde gravitazionali
- I tempi variano tra 30 milioni e parecchi tempi di Hubble

Supernovae Ia



SNe Ia reali-Kepler



Cadaveri stellari: buchi neri

- I buchi neri sono oggetti di raggio zero e densità infinita. Quando un nucleo in collasso non trova equilibrio neppure grazie alla pressione dei neutroni degeneri (stella di neutroni) collassa in buco nero
- Un buco nero ha una gravità tale da non lasciar uscire i fotoni dalla sua superficie chiamata orizzonte degli eventi

Buchi neri



Buchi neri

- Il raggio di un buco nero sarebbe il raggio di un oggetto la cui velocità di fuga è pari a quella della luce
- Laplace ragiono' cosi' e derivo':

$$c = \sqrt{2GM/R}$$

- da cui:

$$R = 2GM/c^2$$

Il raggio di Schwarzschild

- Il raggio di Schwarzschild derivato dalla relatività generale è:

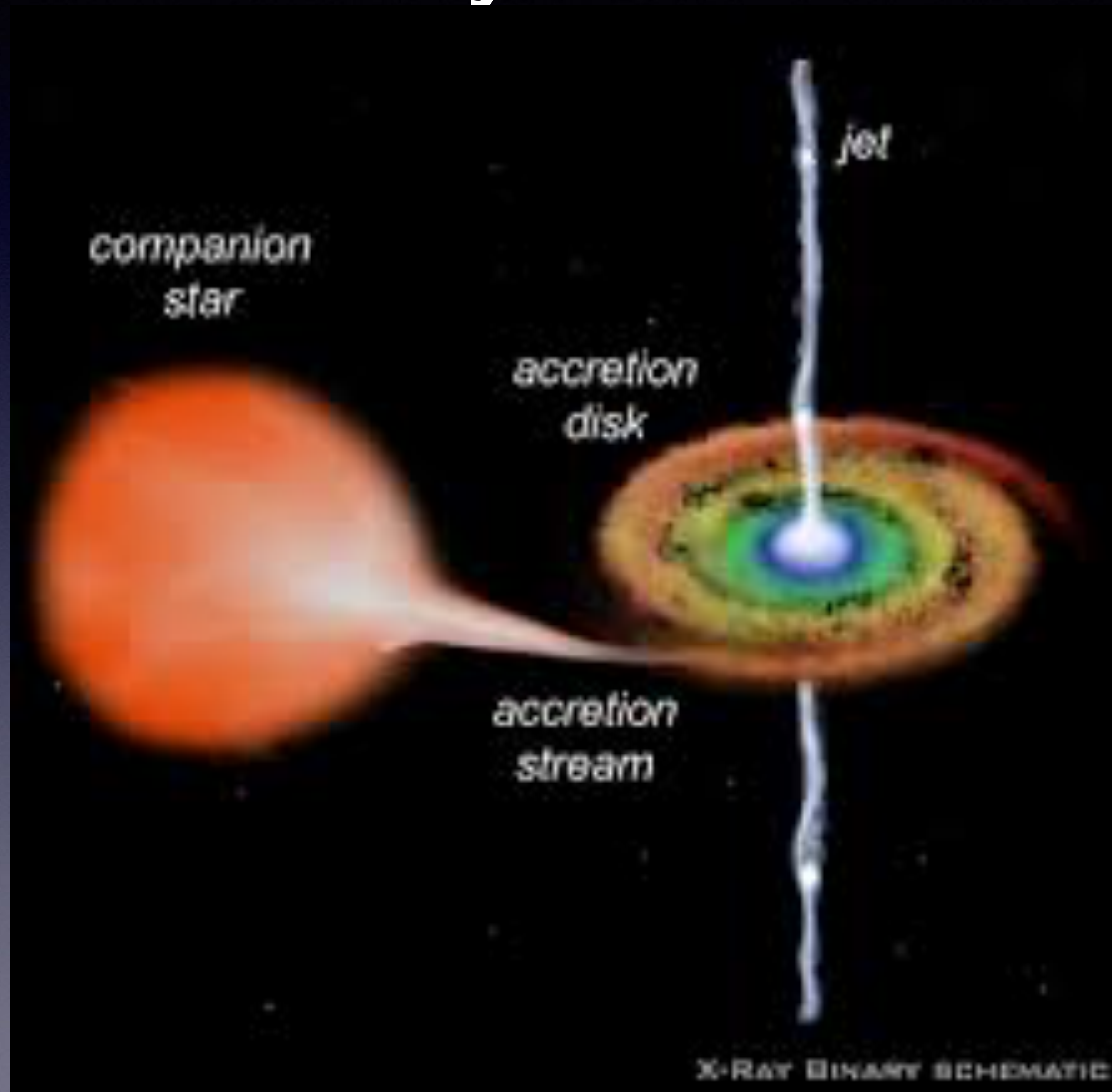
$$R_S = 2GM/c^2$$

- Esattamente uguale al raggio di Laplace
- Laplace aveva fatto due errori concettuali che si erano eliminati a vicenda!
- Uno era pensare che l'energia di un fotone sia $1/2 mv^2$ e l'altro era che la legge di Newton valga quando la luce deve uscire dalla morsa gravitazionale di un corpo massivo

Raggi di Schwarzschild

- Il raggio di Schwarzschild di un buco nero di $1 M_{\text{sun}}$ è 3×10^5 cm
- il raggio di Schwarzschild di un buco nero di $10^9 M_{\text{sun}}$ è 3×10^9 km
- I buchi neri si rivelano quando si trovano in sistemi binari
- Il gas che viene mangiato dal buco nero si dispone su un disco di accrescimento e si riscalda per frizione emettendo negli X

X-ray binaries



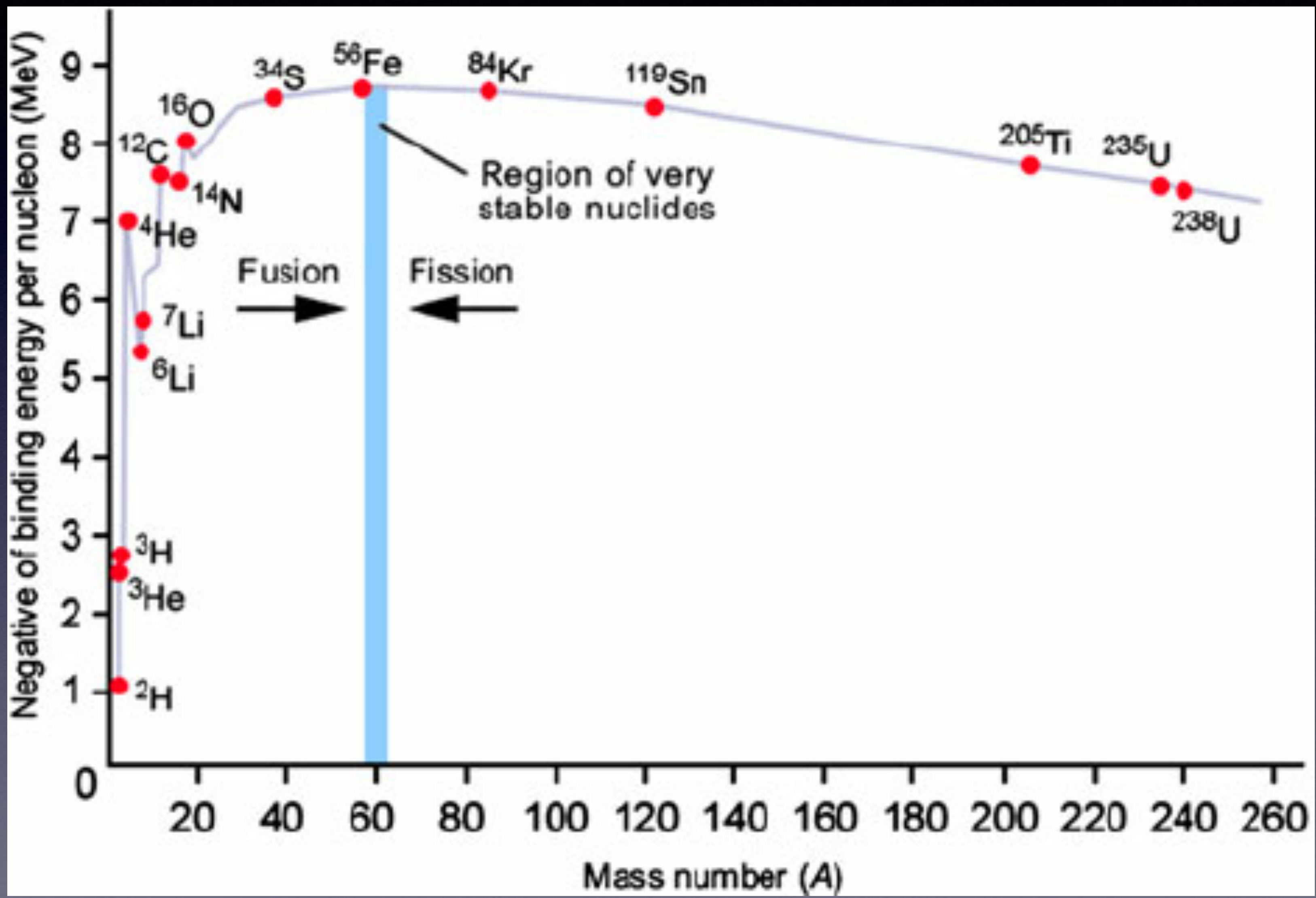
Sorgenti di energia nelle stelle

- Il Sole brilla perché trasforma H in He nel suo nucleo (fase di Sequenza Principale) attraverso reazioni di fusione nucleare
- Le reazioni di fusione nucleare rappresentano la fonte principale di energia nelle stelle

Reazioni di fusione dell'H

- Il sole trasforma H in He attraverso la catena di reazioni chiamata protone-protone (catena p-p)
- Stelle di massa $M > 2 M_{\text{sun}}$ bruciano H in He attraverso il ciclo CNO
- Le stelle di massa piccola e intermedia bruciano H in He e He in C e O ma non possono andare oltre
- Le stelle massive accendono anche il C e attraverso una catena di reazioni arrivano a formare il ferro
- In corrispondenza del ^{56}Fe l'energia di legame per nucleone è massima e le reazioni di fusione non possono più avvenire
- Dal Fe in poi le reazioni favorite sono quelle di fissione

Energia di legame per nucleone



Masse limite per l'innescò delle reazioni

- Se la materia degenera prima di raggiungere la temperatura di innescò di una certa reazione, allora quella reazione non sarà mai innescata
- Solo se il nucleo della stella è maggiore o uguale alla massa di Chandrasekhar, allora tutti i combustibili nucleari fino al Silicio verranno accesi
- Nel piano densità-centrale-temperatura centrale, le equazioni di efficienza di produzione di energia nucleare sono delle rette

Masse limite per l'innescò delle reazioni di fusione

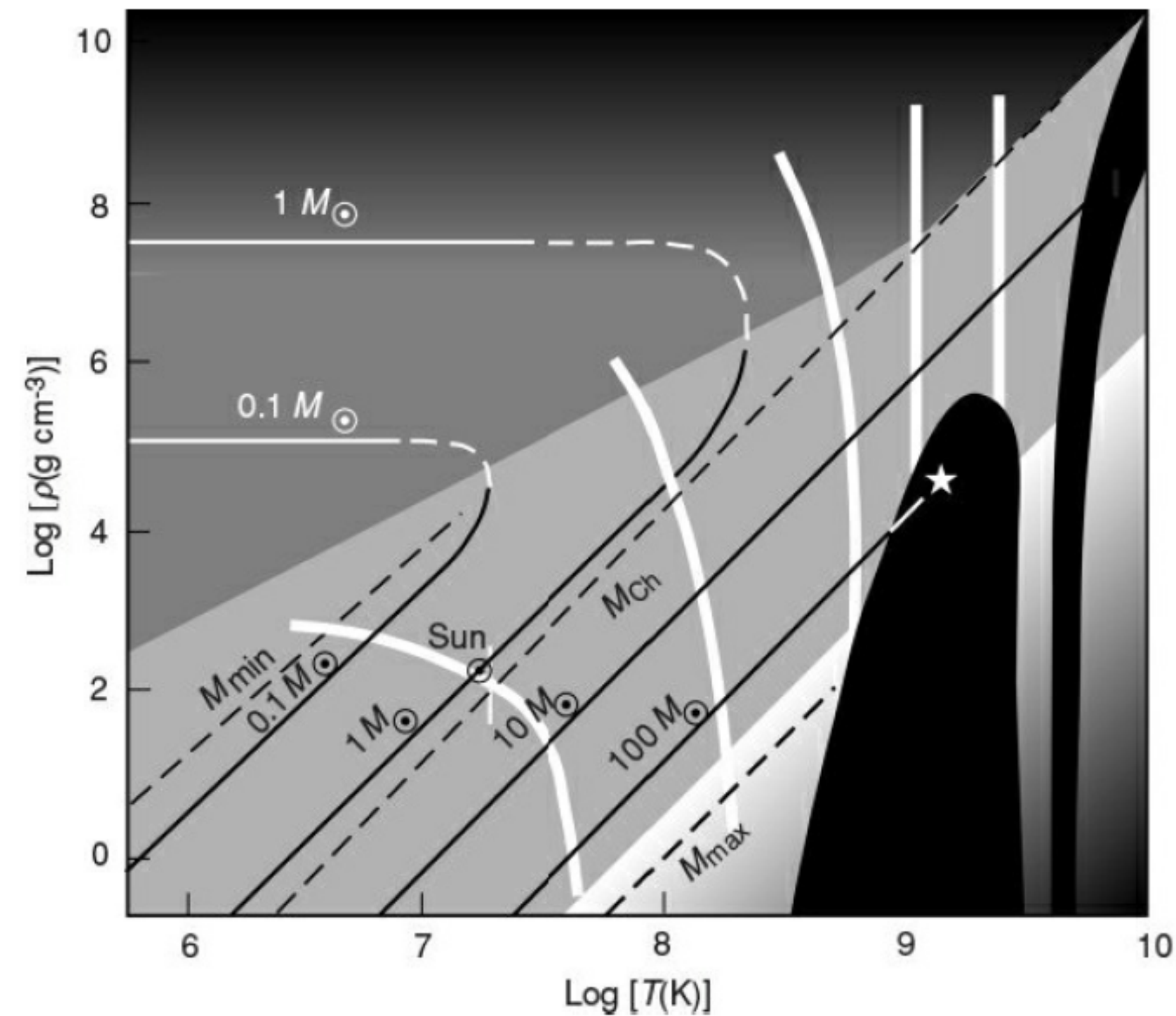
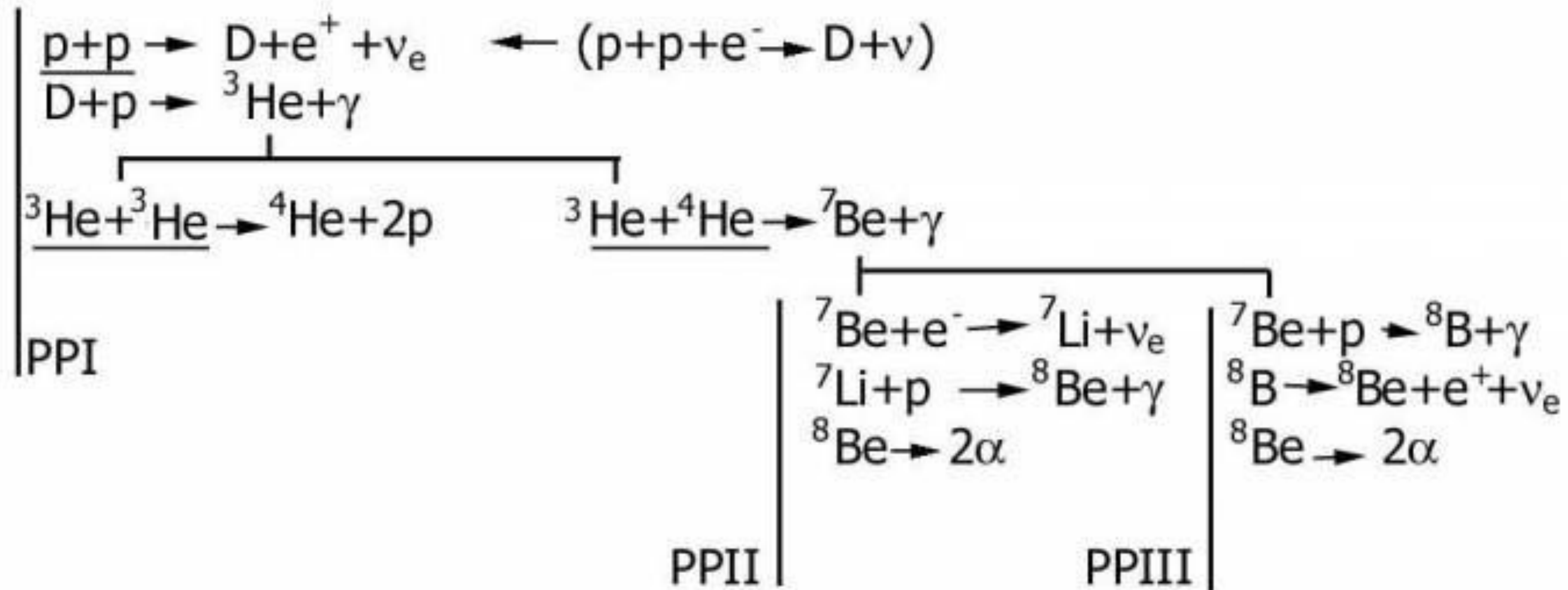
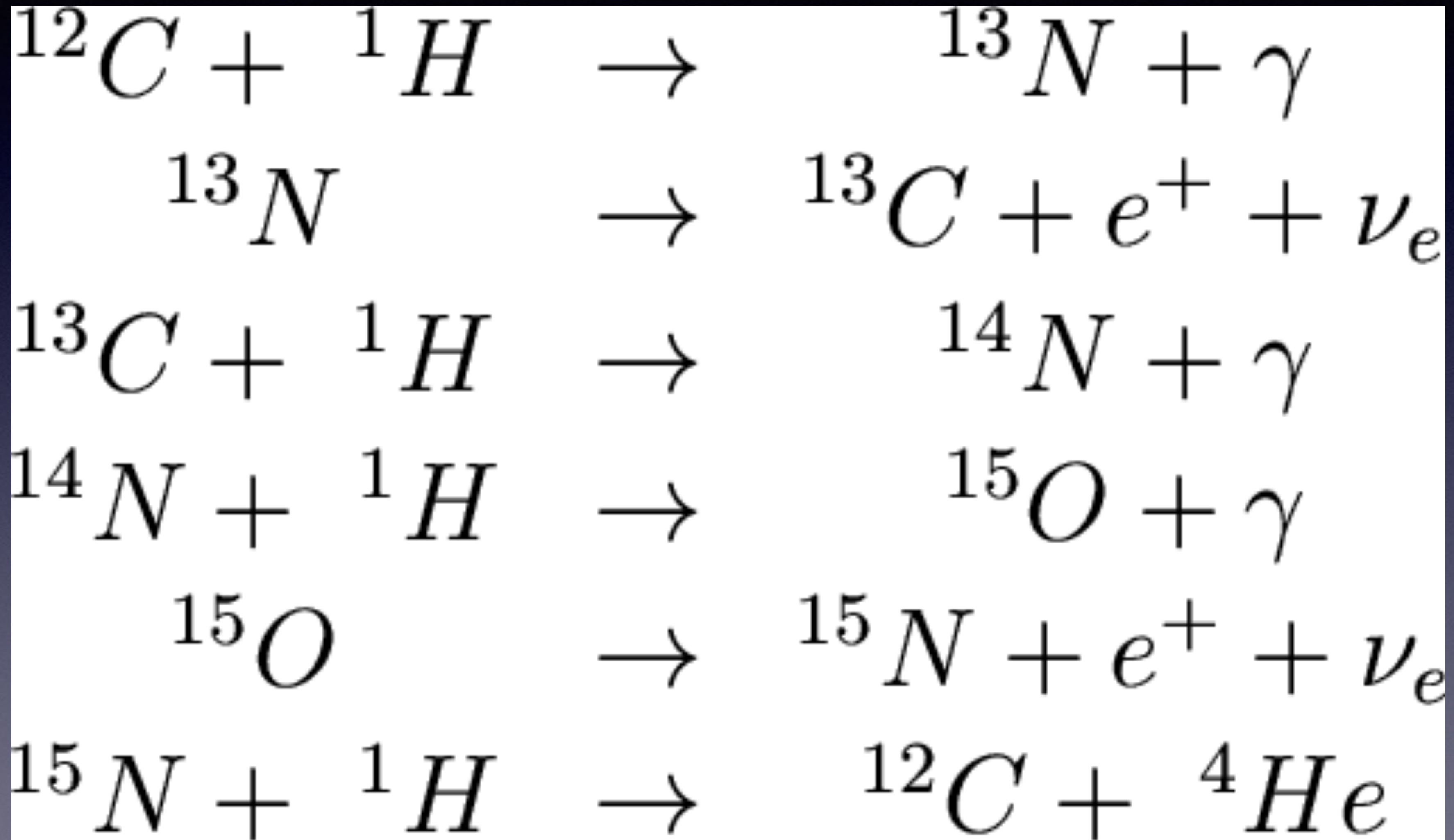


Figure 7.5 Schematic illustration of the evolution of stars according to their central temperature-density tracks.

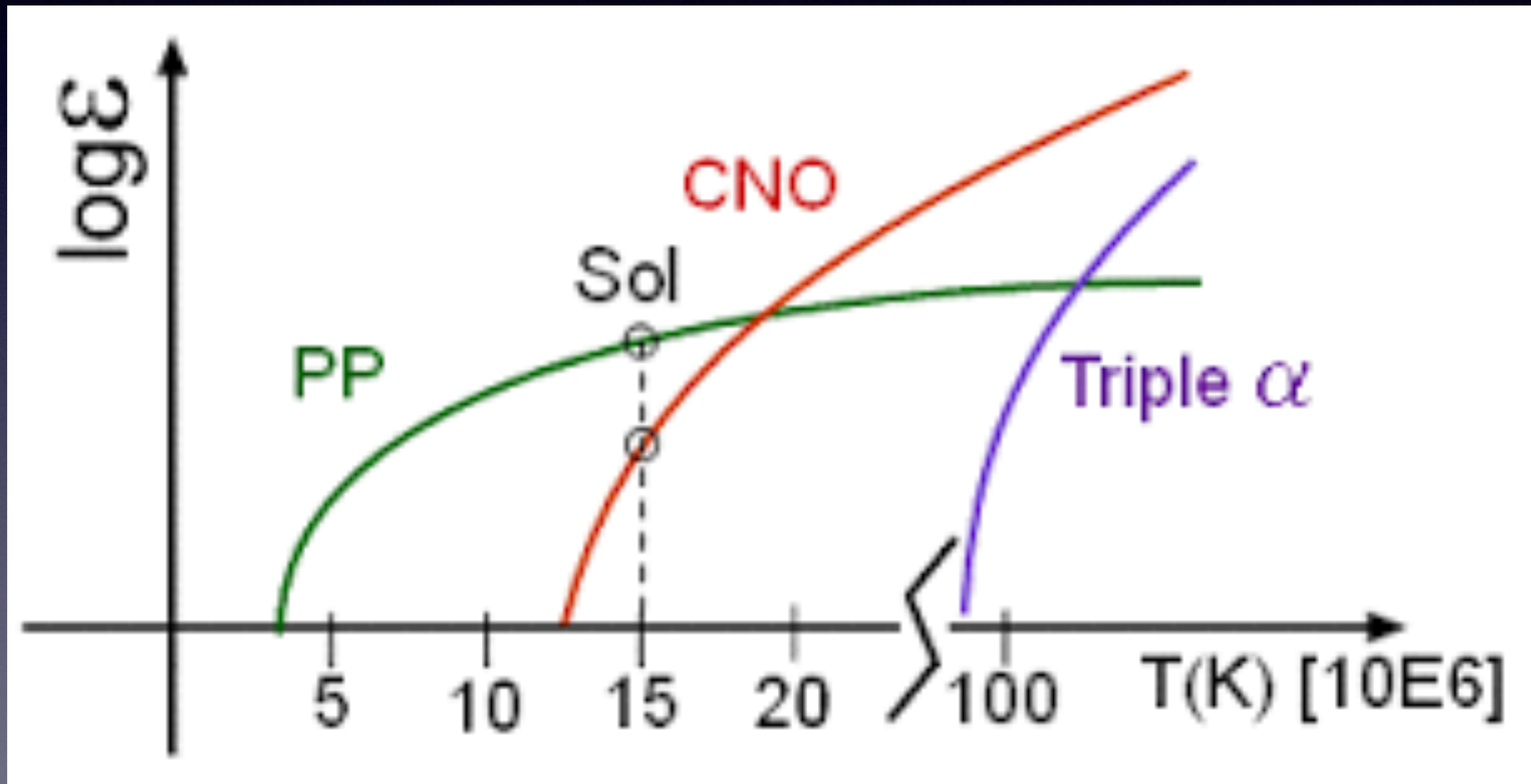
Reazioni di fusione dell'H catena p-p



Reazioni di fusione dell'H: il ciclo CNO

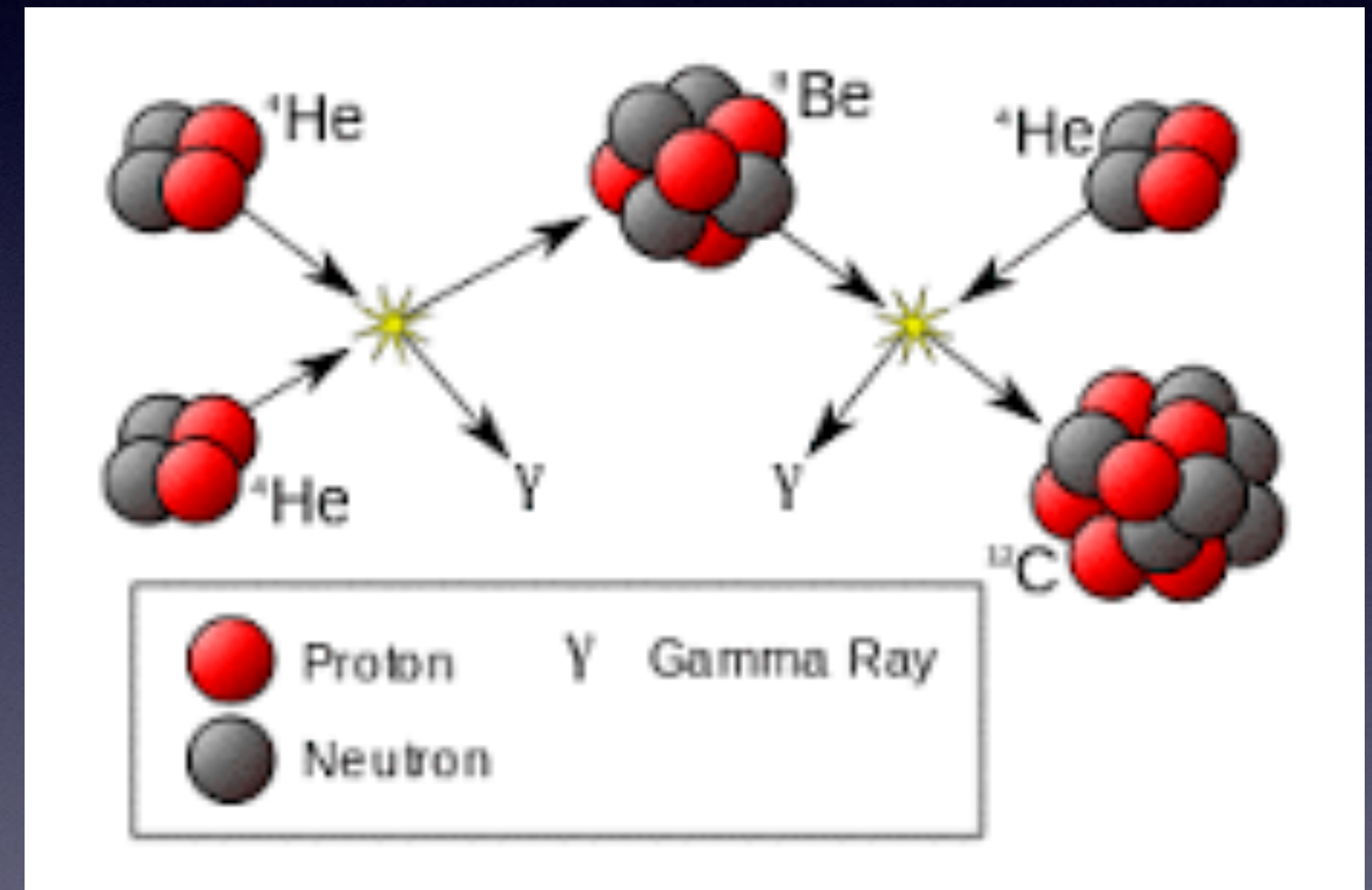


Produzione di energia nucleare nelle stelle

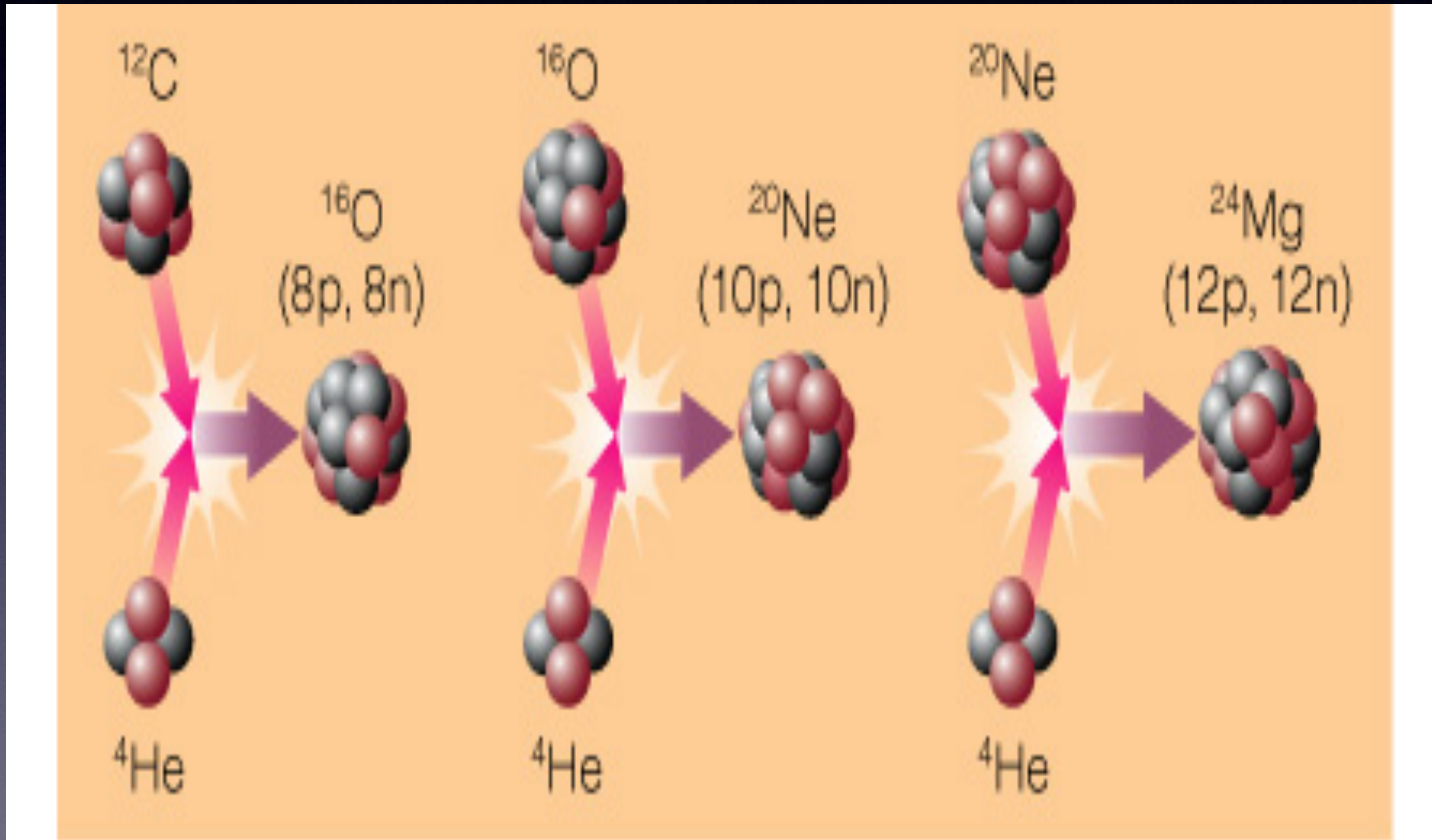


Reazione 3 alfa

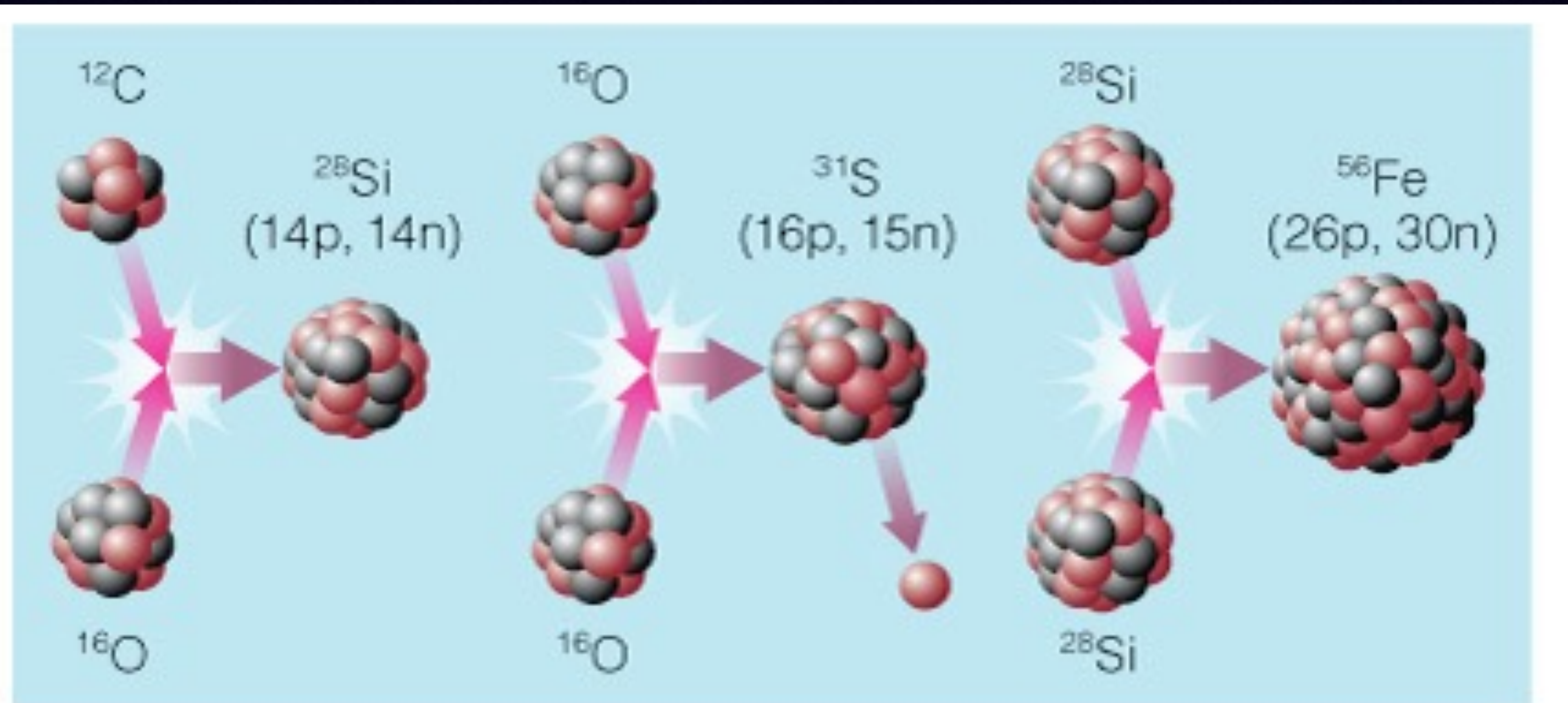
- La reazione 3 alfa trasforma He in ^{12}C e ^{16}O
- La reazione 3 alfa è una reazione risonante, ovvero crea il nucleo di ^{12}C in stato eccitato
- Tale nucleo deve poi decadere allo stato fondamentale



Reazioni successive al bruciamento di He



Reazioni successive al bruciamento dell'He



Equilibrio Statistico Nucleare

- A temperature di circa 3×10^9 K inizia il bruciamento del Silicio che si unisce a particelle alfa per formare elementi piu' pesanti
- A temperature di 5×10^9 K la presenza contemporanea di particelle alfa da fotodisintegrazione e di catture alfa determina un equilibrio termodinamico nel quale si formano, a partire da Mg e Si, elementi quali S, Ar, Ca, Ti, Cr, Mn e ^{56}Ni
- Questa situazione e' nota come "equilibrio statistico nucleare"
- Il ^{56}Ni e' un elemento instabile che decade in Cobalto e poi Ferro attraverso due decadimenti beta

Decadimento beta

- Il decadimento beta trasforma un neutrone in un protone e viceversa

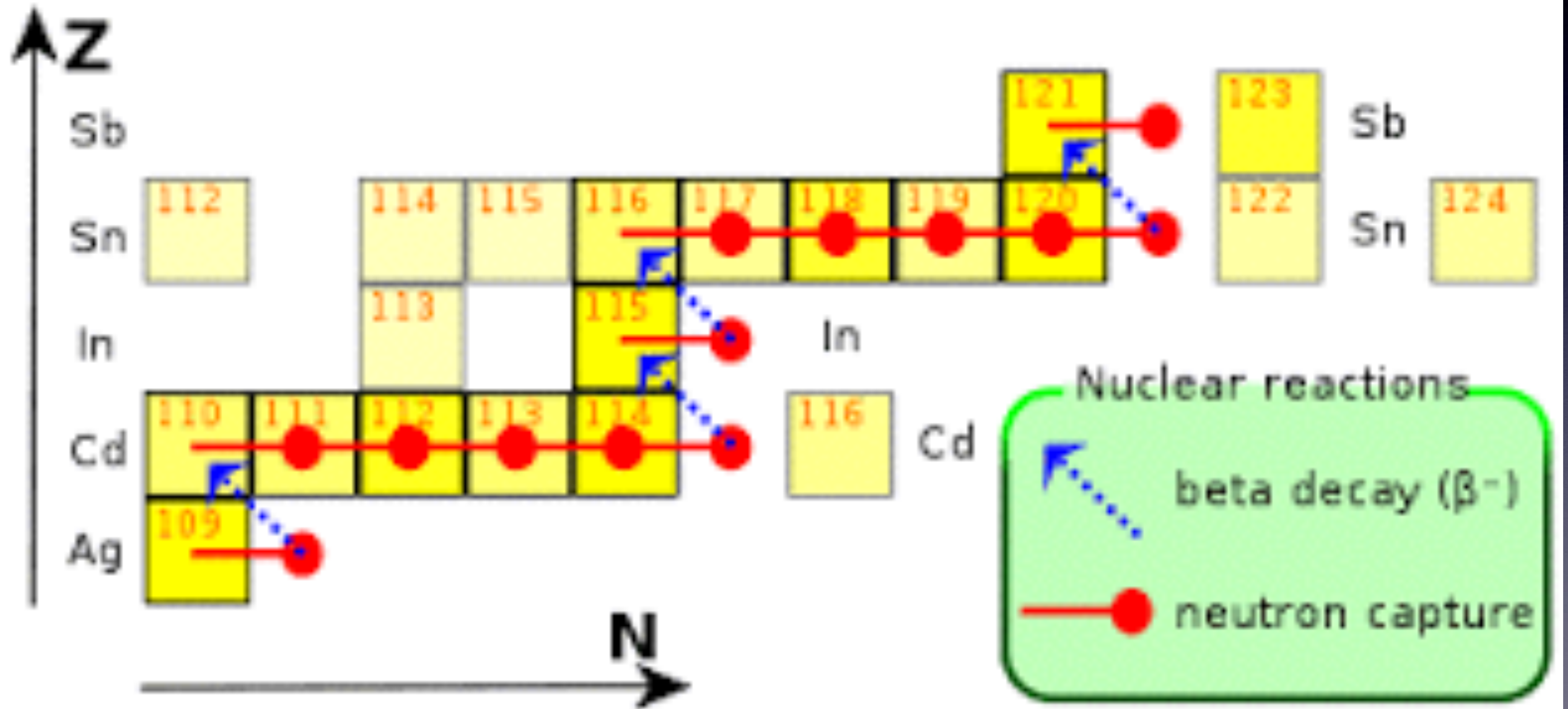


- Dove ν' indica l'antineutrino
- Ogni decadimento produce un neutrino o un antineutrino

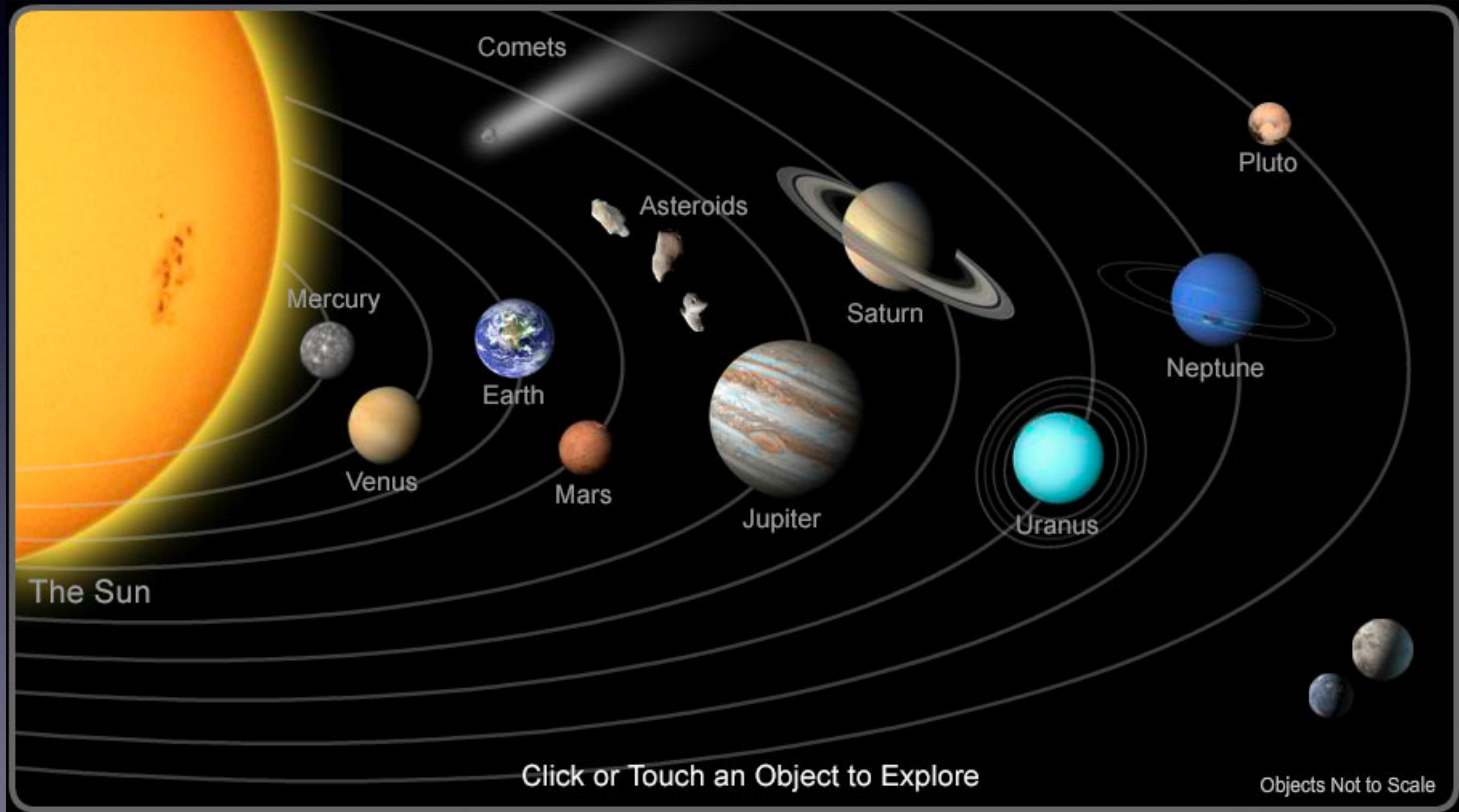
Elementi s ed r

- Gli elementi s ed r si formano per cattura neutronica su nuclei pesanti come quello del Fe
- s sta per slow ed r per rapid relativamente al tempo del decadimento beta nel nucleo
- Reazioni che producono neutroni si attivano durante il bruciamento dell'He
- Gli elementi s vengono prodotti soprattutto dalle stelle di AGB durante la fase di shell He-burning
- Gli elementi r vengono prodotti in situazioni esplosive (SNe core-collapse) e merging di stelle di neutroni

Elementi s



Il sistema solare



Il sistema solare: i pianeti

- I pianeti del sistema solare sono 8: Mercurio, Venere, Terra, Marte, Giove, Saturno, Urano e Nettuno
- Plutone e' stato declassato a corpo minore
- La fascia degli asteroidi si trova tra Marte e Giove
- Oltre Nettuno c'è un'altra fascia di asteroidi e pianetini la cui esistenza fu immaginata da Kuiper e altri nel 1951, si estende da 30 a 50 UA
- La nube di Oort e' una nube sferica di comete poste tra 20.000 e 100.000 UA