

Astrofisica Nucleare

Gabriele Chiodini

Istituto Nazionale di Fisica Nucleare
Sezione di Lecce

Corso di Laurea Magistrale in Fisica dell'Università del Salento

Anno accademico 2017-2018 II Semestre

(49 ore, 7 CFU)

Informazioni generali

ASTROFISICA NUCLEARE

Laurea Magistrale in Fisica, II semestre

Il corso è basato su:

-**Dispense di Astrofisica Nucleare** del docente Prof. Giampaolo Cò:

<http://www.dmf.unisalento.it/~gpco/astro/astro.pdf>

-**Libro di fisica nucleare:** B. Povh, K. Rith, C. Scholz, F. Zetsche, Particelle e Nuclei, un'introduzione ai concetti fisici, Boringhieri.

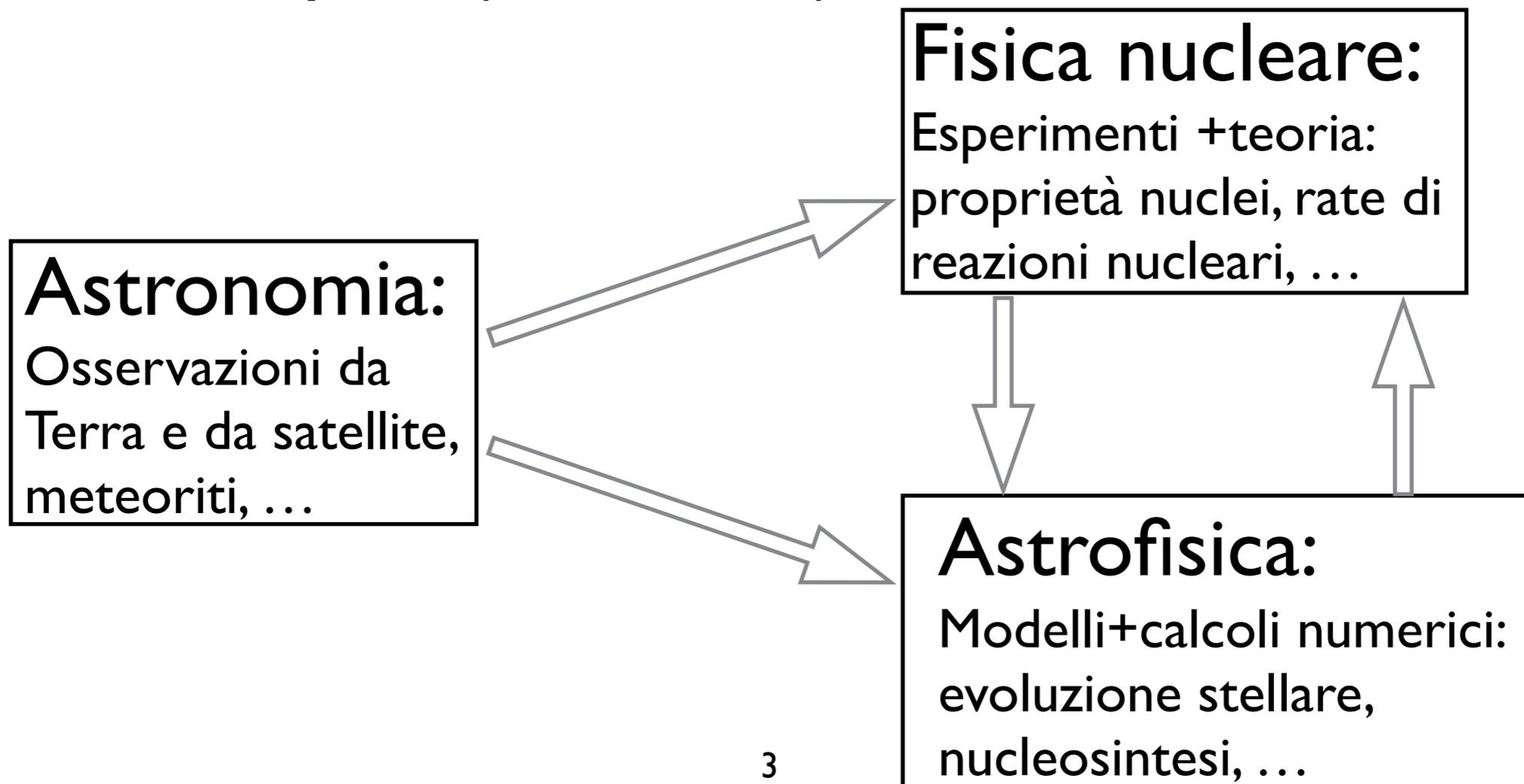
-**Slide di supporto preparate dal docente**

Nel corso saranno presentati e discussi vari fenomeni astrofisici nei quali il ruolo della fisica nucleare risulta essere fondamentale, dalla stabilità all'evoluzione stellare, dall'esplosione di supernova fino alla nucleosintesi stellare e primordiale.

Il calendario degli esami sarà concordato insieme con gli studenti e consiste in una **prova scritta** in cui si chiede al candidato di scegliere tra tre temi riguardanti l'evoluzione stellare con enfasi sulle reazioni nucleari che la determinano.

Cosa è l'astrofisica nucleare

L'astrofisica nucleare è una disciplina relativamente giovane. Essa spiega i fenomeni dell'universo governati dalle reazioni nucleari e dalle proprietà nucleari. Essa collega il mondo microscopico (fisica nucleare) con quello macroscopico (astrofisica)



Base osservativa

Magnitudine

Una stella è classificata in base alla sua magnitudine

$$m_{\lambda} = -2.5 \log F_{\lambda} + C_{\lambda}$$

- m_{λ} =magnitudine di una stella corrispondente alla radiazione elettromagnetica di lunghezza d'onda λ
- F_{λ} =flusso di energia per unità di superficie che arriva al rivelatore posto a terra
- C_{λ} =costante di normalizzazione

Filtro	U	B	V	R	I	u	v	b	y
λ (Å)	3503	4425	5544	6469	7886	3451	4108	4669	5478

Tabella 1.1: Codifica delle lunghezze d'onda utilizzate per l'osservazione astronomica.

Differenze di magnitudine

Nella differenza di magnitudine tra due stelle S_1 e S_2
la costante di normalizzazione C_λ non appare

$$m_\lambda(S_2) - m_\lambda(S_1) = -2.5 \log \left(\frac{F_{S_2}}{F_{S_1}} \right) = 2.5 \log \left(\frac{F_{S_1}}{F_{S_2}} \right)$$

$$\Delta m = 5 \rightarrow F_2 = F_1 / 100$$

La stella Vega è presa come riferimento standard $m_\lambda = 0$
Una stella di magnitudine $+(-)5$ appare 100 volte meno
(più) brillante della stella Vega.

Stella Vega (wikipedia)

Vega



Foto che ritrae Vega. Credit: [CAST](#)

Classificazione	Stella bianca di sequenza principale
Classe spettrale	A0 Va ^[1]
Tipo di variabile	sospetta Delta Scuti ^{[1][2][3]}
Periodo di variabilità	0,1903 giorni ^[3]
Distanza dal Sole	25,3 ± 0,1 a.l. (7,76 ± 0,03 pc) ^[4]
Costellazione	Lira

Dati fisici

Raggio medio	2,26 × 2,78 ^[6] R _☉
Massa	2,11 ^[7] M _☉
Acceleraz. di gravità in superficie	4,1 ± 0,1 logg ^[6]
Periodo di rotazione	12,5 ore
Velocità di rotazione	274 km/s ^{[6][7]}
Temperatura superficiale	9 602 ± 180 K ^[8] (media)
Luminosità	37 ± 3 ^[6] L _☉
Indice di colore (B-V)	0,00 ^[5]
Metallicità	[M/H] = -0,5 ^[8]
Età stimata	386–572 milioni di anni ^[7]

Dati osservativi

Magnitudine app.	0,03 ^{[5][9]}
Magnitudine ass.	0,58 ^[10]
Parallasse	128,93 ± 0,55 mas ^[5]
Moto proprio	AR: 201,03 ± 0,63 ^[5] mas/anno Dec: 287,47 ± 0,54 ^[5] mas/anno
Velocità radiale	-13,9 km/s ^[5]

1 parsec = 1 pc = 3.26 anni luce

Indice di colore

La stella è classificata anche in base al suo indice di colore: differenza di magnitudine a due diversi λ di una stella

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = 2.5 \log \left(\frac{F_{\lambda_2}}{F_{\lambda_1}} \right) + C_{\lambda_1} - C_{\lambda_2}$$

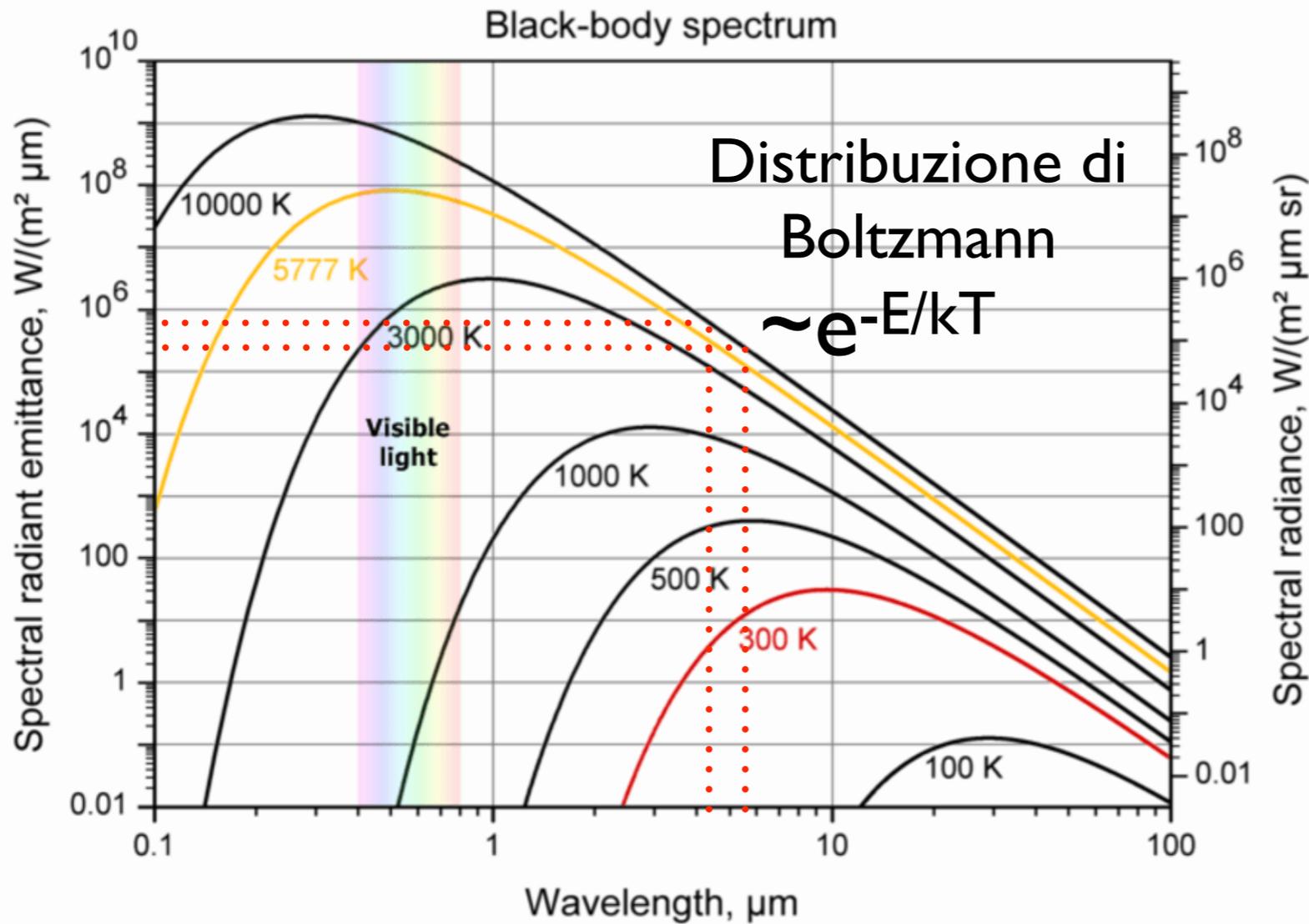
L'indice di colore B-V è legato da una legge empirica alla temperatura T (in $^{\circ}\text{K}$) della superficie della stella

$$B - V \sim 7000 \left(\frac{1}{T} - \frac{1}{9600} \right)$$

Dipendenza dovuta alla distribuzione di Boltzmann (vedi slide successive)

NB: Per definizione indici di colore della stella Vega = 0 ($T=9600$ $^{\circ}\text{K}$)

Legge di Planck



Emittanza radiante spettrale
 $[J/(sm^2m)] = [W/(m^2m)]$

$$B_\lambda(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda k_B T}} - 1}$$

Radianza spettrale
 $[J/(sm^2msr)] = [W/(m^2m sr)]$

$$I(T) = \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda k T}} - 1}$$

Densità di energia $[J/m^3]$

$$u(T) = \frac{4\pi}{c} B(T)$$

R_{stella} e legge di Stefan-Boltzmann

Considerando l'emissione della la stella come un corpo nero allora il raggio della stella è determinato dalla relazione di Stefan-Boltzmann

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

- L =luminosità della stella=energia per unità di tempo che attraversa una sfera centrata sulla stella
- σ_B =costante di Stefan-Boltzmann= $5.67E-8W/(m^2K^4)$
- R =raggio della stella

$$L = 4\pi d^2 F$$

- d =distanza Terra-stella
- F =energia per unità di tempo e superficie misurata a terra.

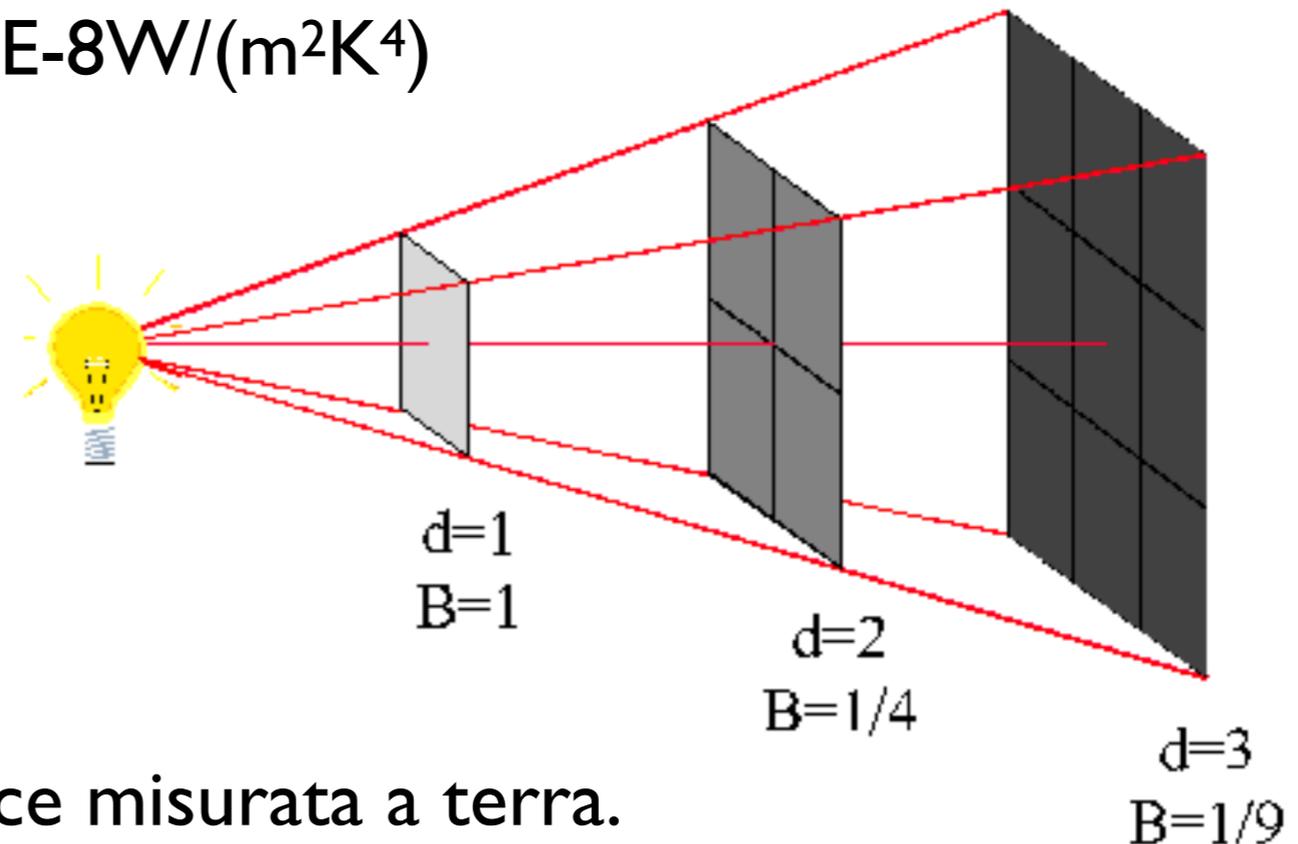
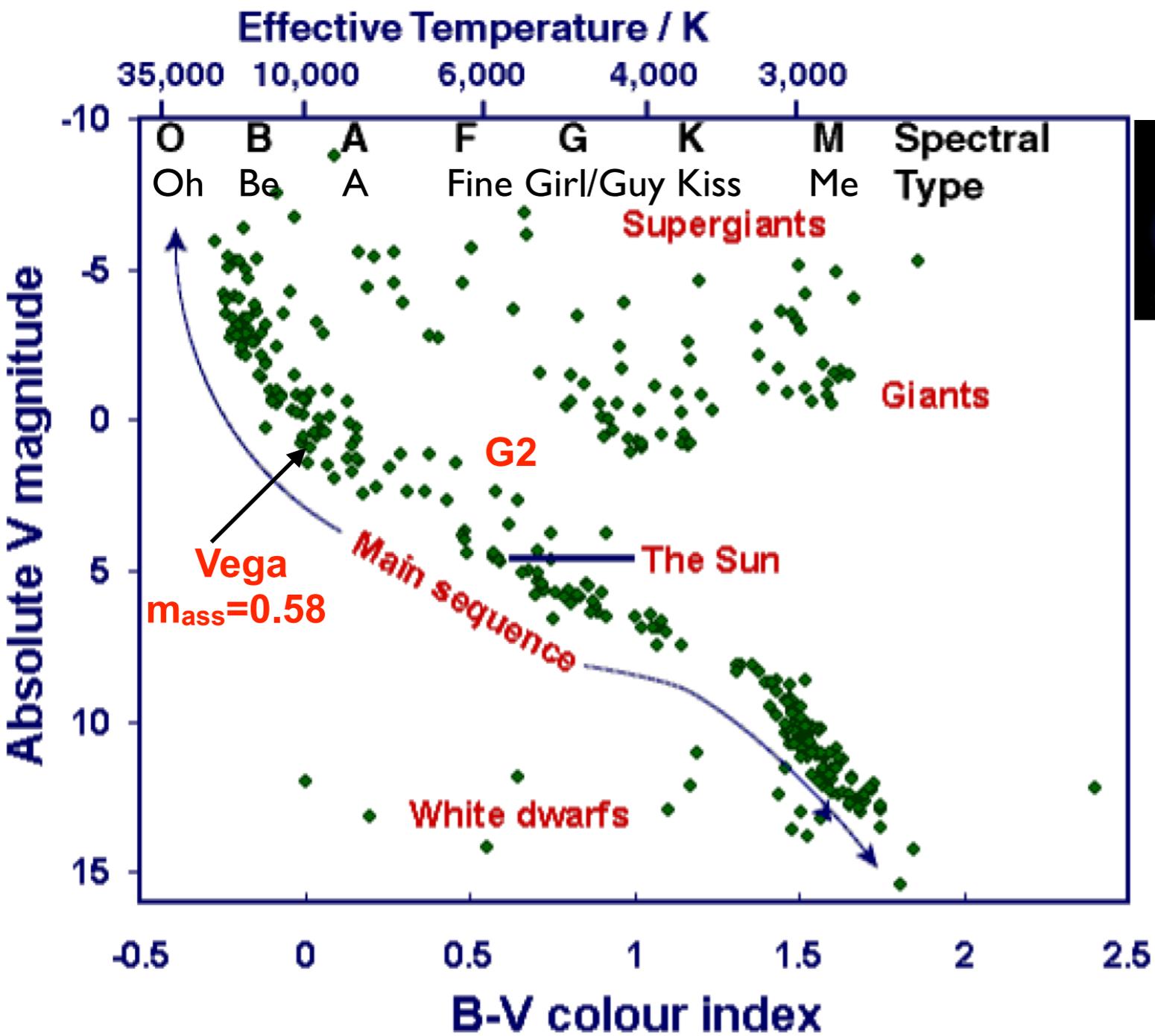


Diagramma Luminosità-Temperatura



Il diagramma H-R si interpreta ipotizzando che le caratteristiche fisico-chimiche di una stella sono determinate solo da:

- Massa
- Composizione iniziale
- età

Il percorso evolutivo di una stella sul diagramma H-R dipende da:

- Massa
- Composizione iniziale

Figura 1.1: Diagramma di Hertzsprung-Russell

Stelle SP: relazioni L,T e R vs M

$$L / L_{\odot} \sim \begin{cases} 0.35(M/M_{\odot})^{2.6} & \text{per } M < 0.7M_{\odot} \\ (M/M_{\odot})^4 & \text{per } M > 0.7M_{\odot} \end{cases}$$

Relazione: Luminosità-Massa (più una stella è massiva più è luminosa)

$$\tau \approx 10^{10} \left(\frac{M_{\odot}}{M} \right)^{2.5} \text{ y}$$

Relazione: Tempo - Massa
(più una stella è massiva meno sta sulla sequenza principale)

$$R / R_{\odot} \sim \begin{cases} M/M_{\odot} & \text{per } M < 1.66M_{\odot} \\ 1.3(M/M_{\odot})^{1/2} & \text{per } M > 1.66M_{\odot} \end{cases}$$

Relazione: Raggio - Massa

Stelle SP: trasporto di calore

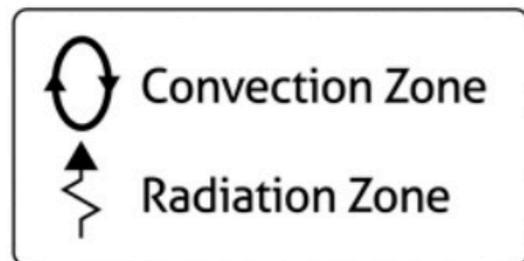
> 1.5 solar masses



0.5 - 1.5 solar masses



< 0.5 solar masses



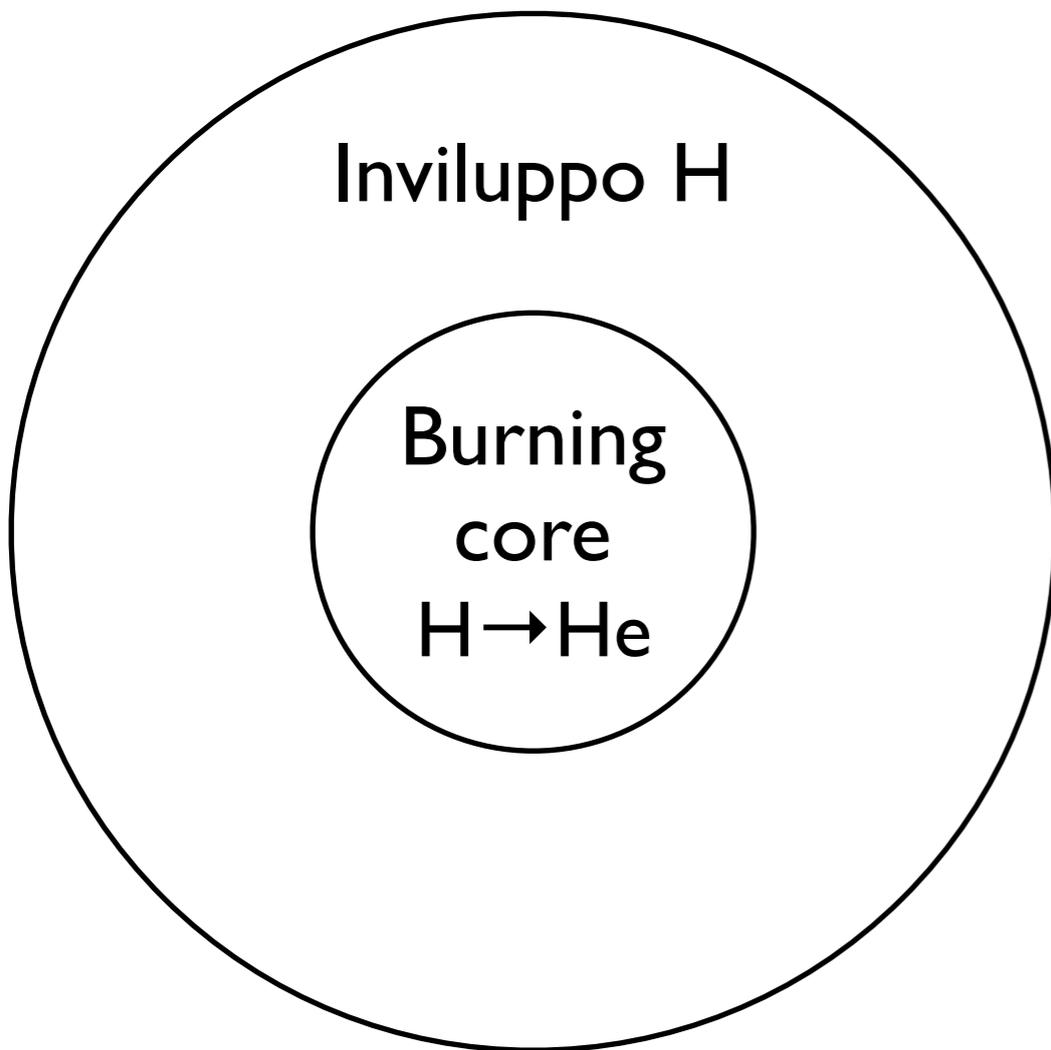
Strato convettivo: contribuisce a raffreddare il core
Per $M < 0.5 M_{\odot}$ stella tutta convettiva

Evoluzione Stellare

Nascita di una stella della sequenza principale

- Densità spazio intergalattico = 10^5 - 10^6 particelle/m³
- Densità nube molecolare gigante = 10^{10} - 10^{13} particelle/m³
- Gravità accumula materia attorno a perturbazioni positive di densità in una nube molecolare gigante
- Dimensioni sempre maggiori della regione ad alta densità
- Nasce la protostella
- Temperatura interna sale fino ad innescare reazioni nucleari di fusione H→He ($T > 10^6$ K ciclo PP iniziato dalla formazione del deutone $pp \rightarrow de^+v_e$)
- Nelle stelle con $M > 1.5M_{\odot}$ la fusione H→He nel ciclo PP è troppo lenta e quindi procede mediante un ciclo CNO dove gli elementi più pesanti (carbonio, azoto, ossigeno) svolgono il ruolo di catalizzatori
- L'innesco della fusione H→He scalda il core della stella e la pressione termica controbilancia la forza di gravità

Stella SP in equilibrio

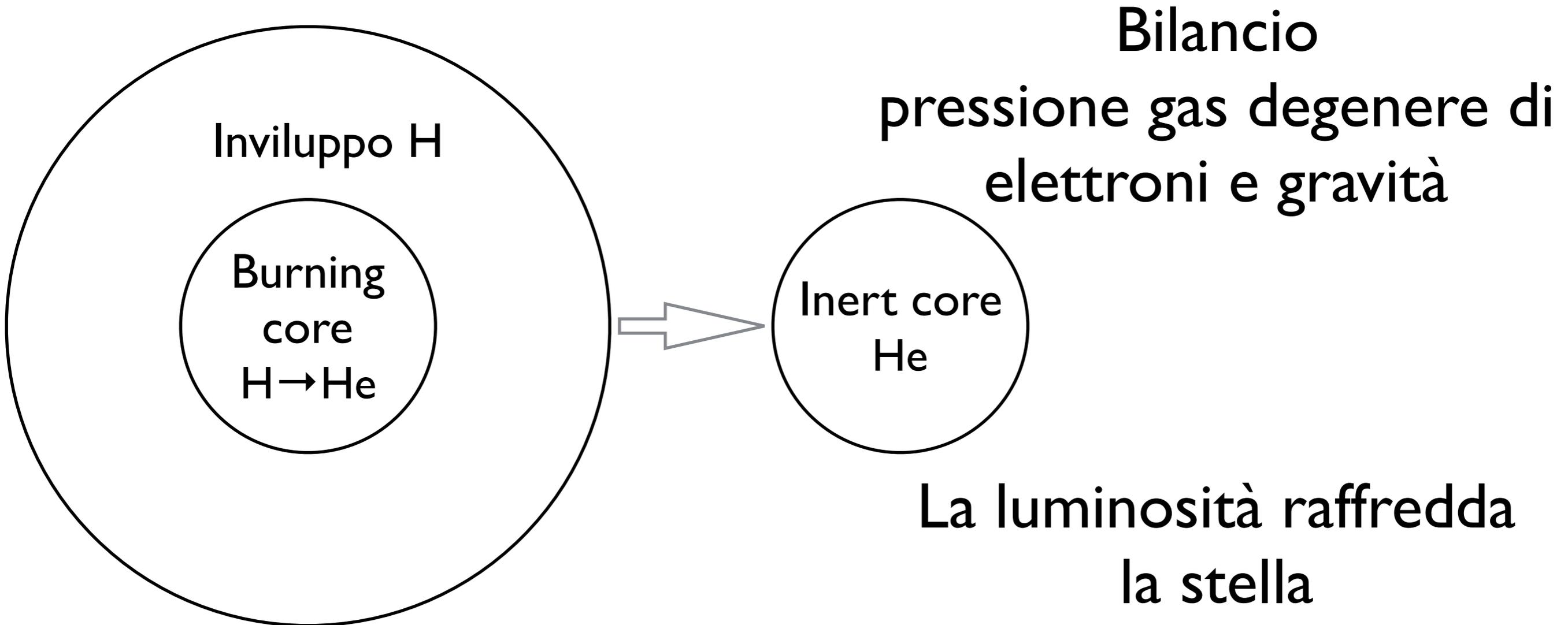


Bilancio
pressione termica e gravità

Bilancio
energia prodotta nel core e
luminosità + neutrini

90% del tempo le stelle stanno stabilmente sulla sequenza principale prima di diventare nane bianche o stelle a neutroni o buchi neri

Nana bianca

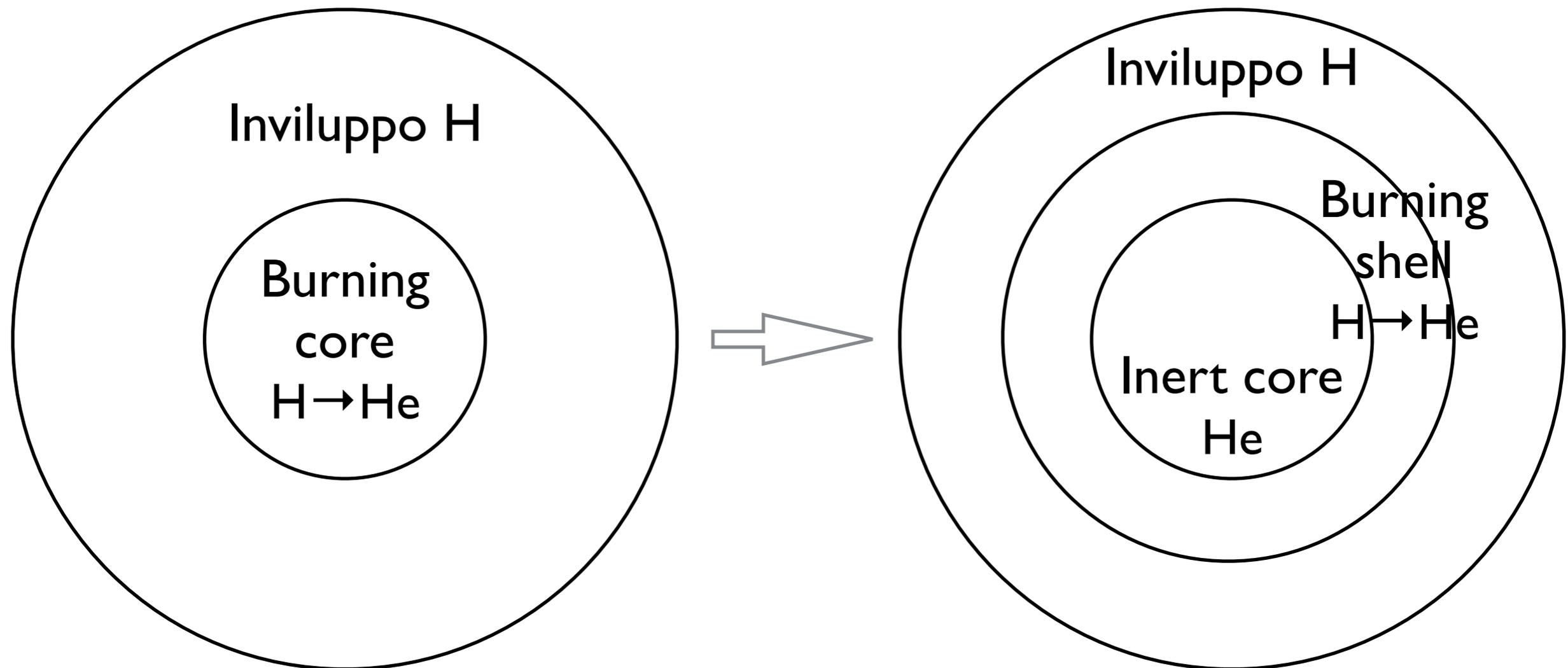


Quando il core ha bruciato tutto H della stella si forma un core inerte di He che si contrae fino al punto che le nuvole elettroniche non possono sovrapporsi ulteriormente per il principio di esclusione di Pauli (gas degenerare di elettroni). Nasce la fase stabile di nana bianca ove la pressione del gas degenerare di elettroni bilancia la gravità.

Pressione contro la gravità

- Pressione termica $P=nKT \rightarrow$ stelle sequenza principale
- Pressione di radiazione $P=4/(3c)q= 4/(3c)\sigma_B T^4 \rightarrow$ superficie grandi stelle, regioni caldissime durante il collasso
- Pressione di gas degenerare (principio di esclusione di Pauli) $P \propto n^{4/3(5/3)} \rightarrow$ nane bianche (stelle di neutroni)
NB: Pressione non dipende da T

Core, shell ed involucro di una stella



Quando il core ha bruciato tutto H si forma un core inerte di He che si contrae e si calda, scaldando anche la shell adiacente in cui si innesca la fusione $H \rightarrow He$

Combustione nucleare nelle stelle

Al crescere della temperatura le reazioni nucleari di combustione esoenergetiche che possono impedire il collasso gravitazionale sono:

- $H \rightarrow He$
- $He \rightarrow C, O$
- $C \rightarrow O, Ne, Mg$
- $Ne \rightarrow O$
- $O \rightarrow Si, S$
- $Si \rightarrow Ni, Fe$

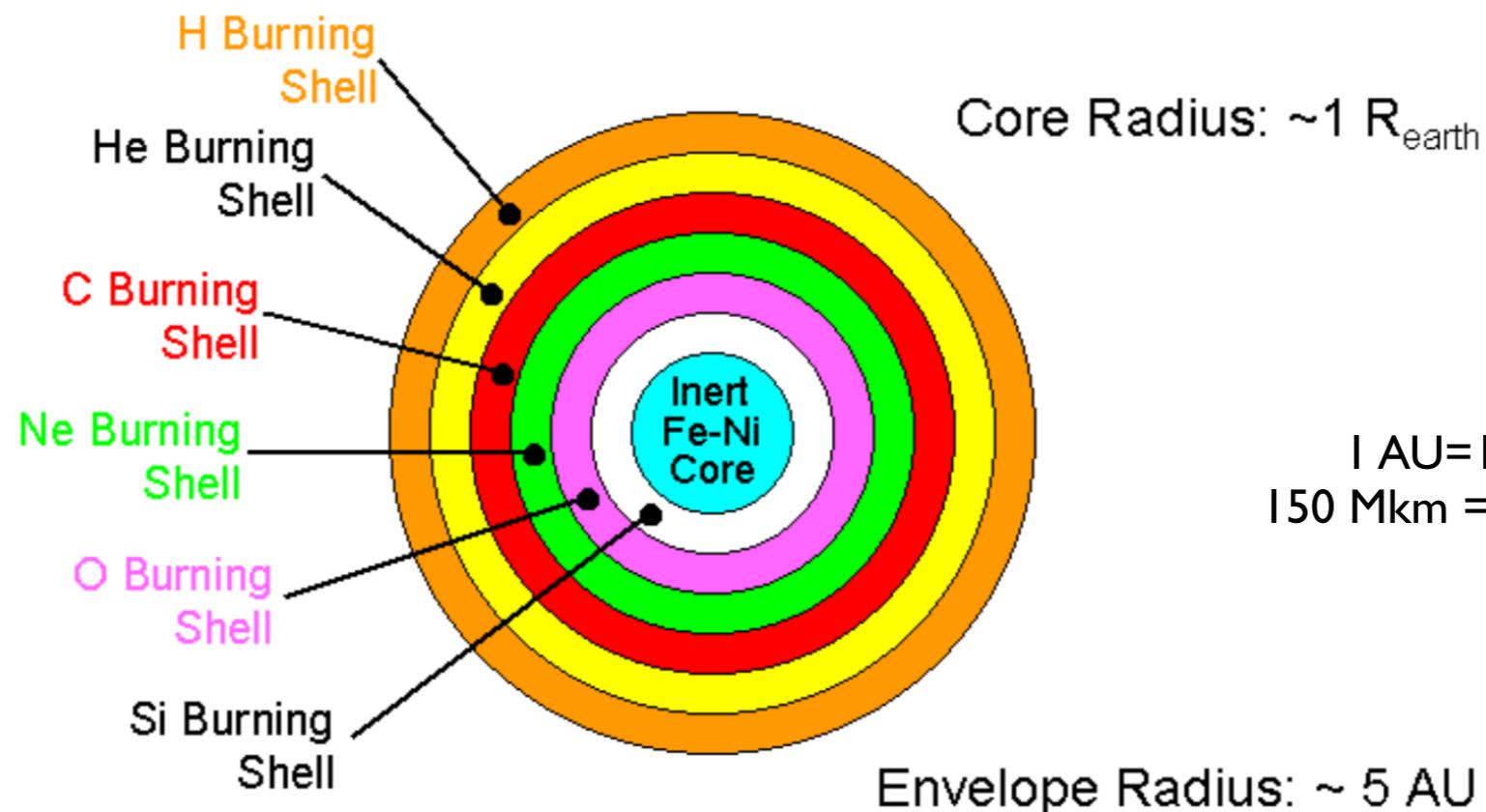
Dopo il ferro le reazioni nucleari sono endoenergetiche, cioè consumano energia e non possono impedire il collasso gravitazionale.

Struttura a cipolla

Il core inerte continua a contrarsi e scaldarsi fino a quando innesca la fusione di He che avviene a temperature più alte di H.

Attraverso una serie di inneschi, consumo del nuovo combustibile, contrazioni, riscaldamento, innesco accensione elemento più pesante si ottiene una stella con una struttura a cipolla con un core inerte finale di Fe-Ni ed i vari elementi più leggeri che bruciano nelle shell sovrastanti.

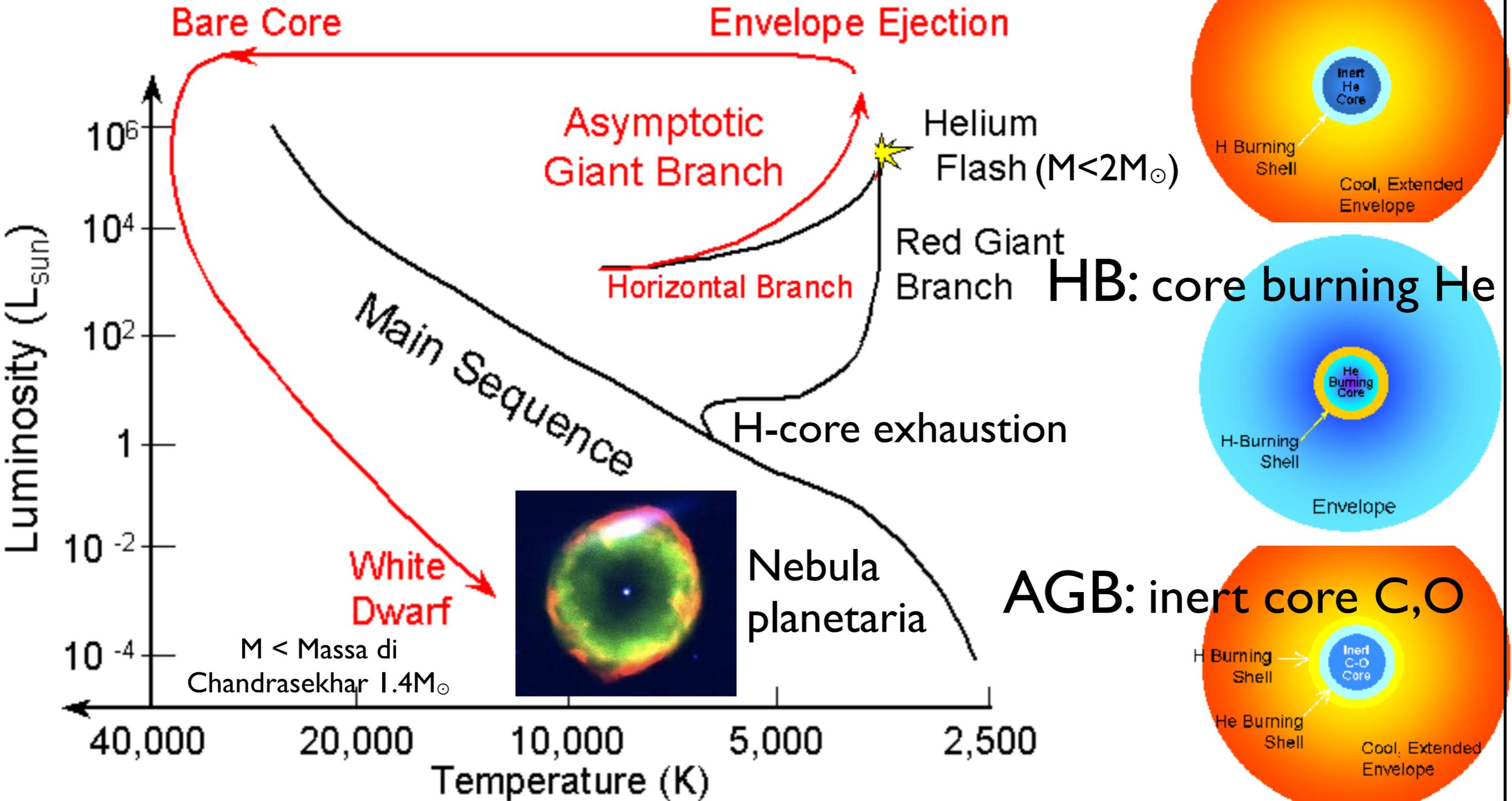
1 H →
4 He →
12 C →
16 O →
20 Ne →
28 Si →
56 Fe, 56 Ni



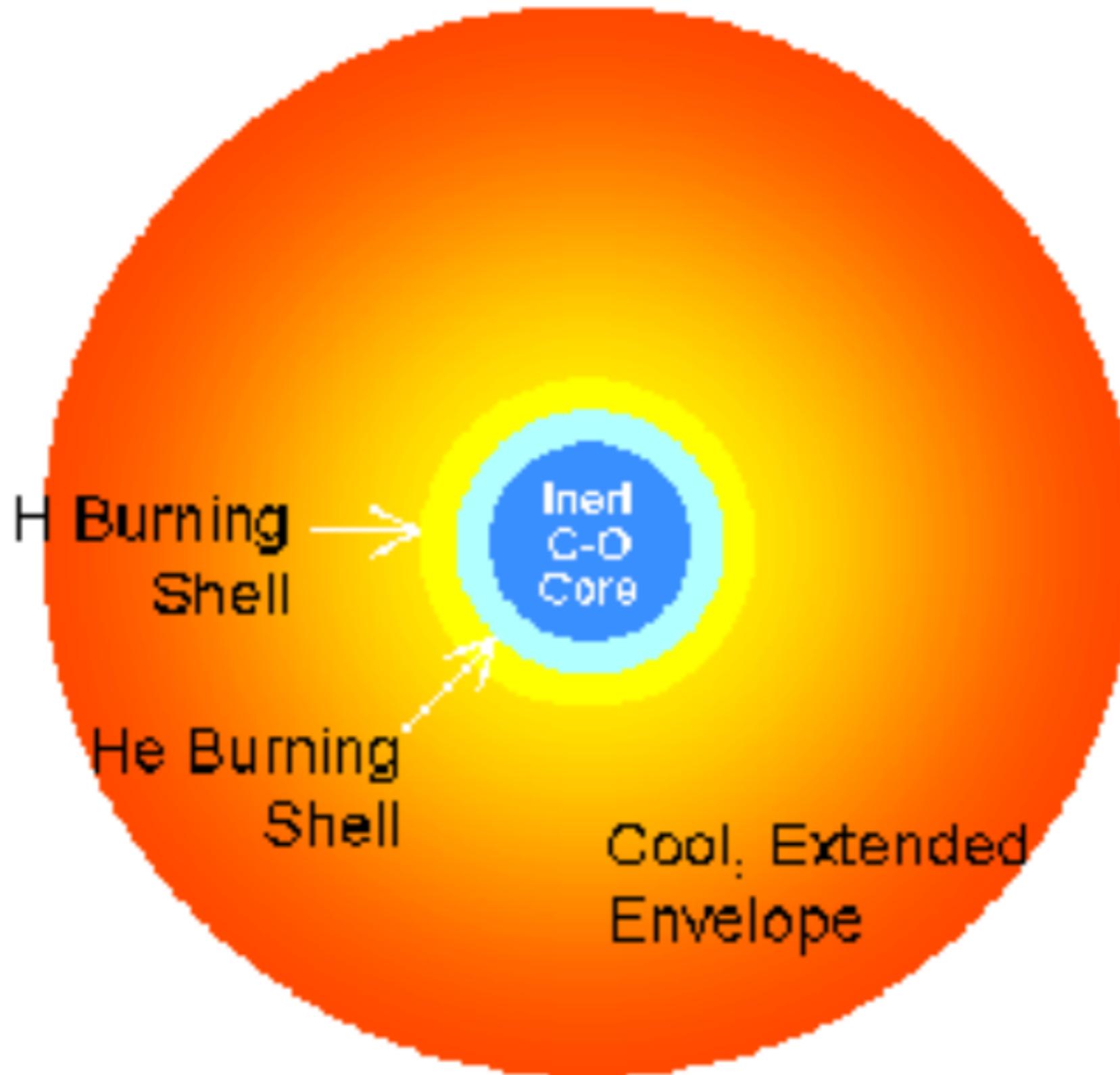
1 AU = 1 Unità astronomica =
150 Mkm = distanza media terra-sole

Evoluzione gigante rossa: $0.5M_{\odot} < M < 4M_{\odot}$

RGB: inert core He



Asymptotic Giant Branch



Percorso evolutivo della gigante rossa

Il core si contrae e si riscalda, la combustione sullo strato contiguo diventa sempre più veloce e fa espandere tutta la stella (gigante rossa) e la luminosità aumenta moltissimo (10^3 - 10^6 volte).

Ad un certo punto il core si accende (ramo orizzontale) e si ha il flash del He se il core è degenere (fino a $2M_{\odot}$).

Il flash si ha perché il gas degenere quando si innesca la fusione di He non cambia la pressione (che non dipende da T) e quindi non riesce a raffreddare il core per espansione (run away termonucleare degenere) come avviene per un gas classico.

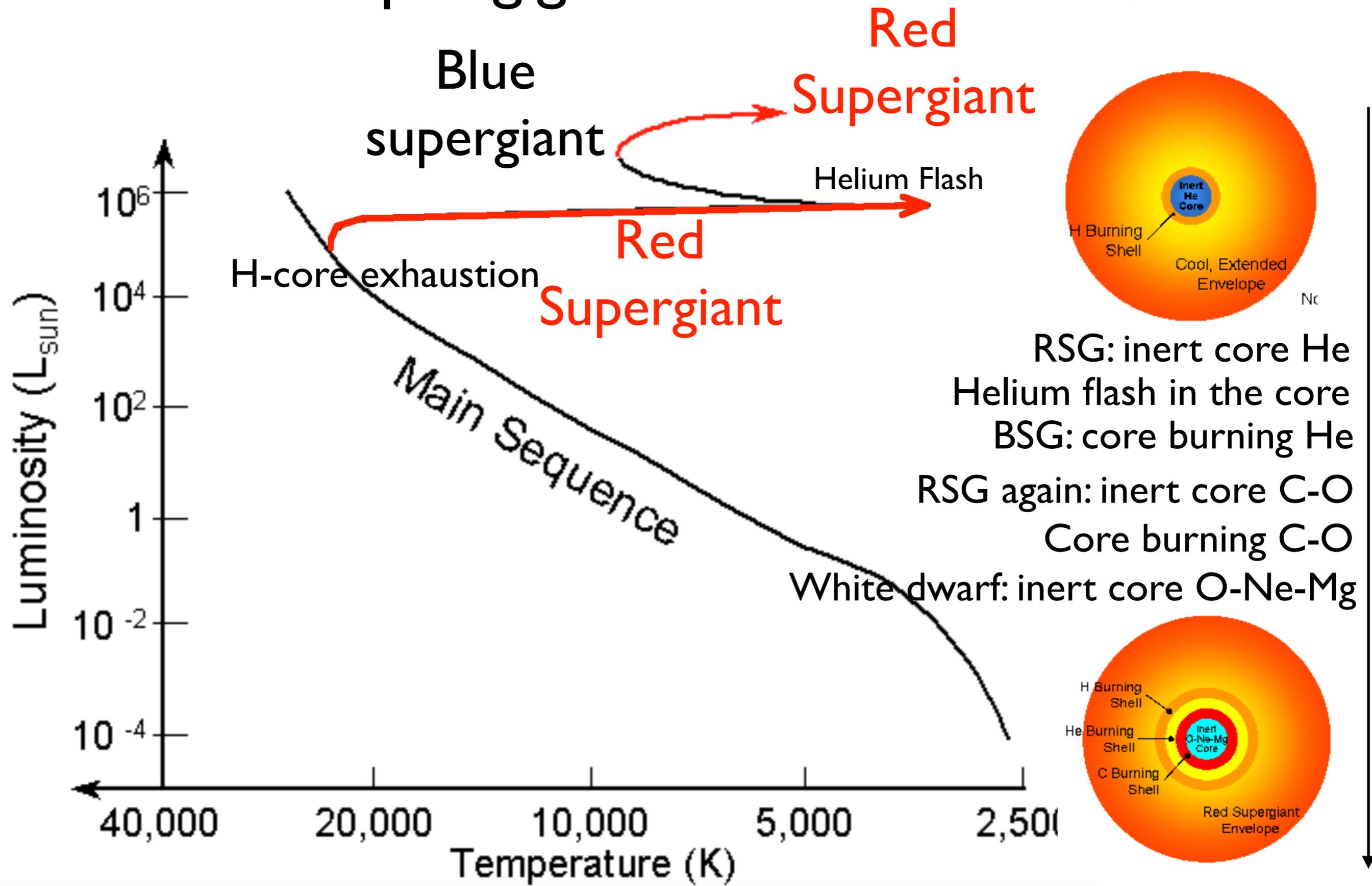
Il core diventa C,O inerte e sugli strati adiacenti bruciano He e H (ramo asintotico delle giganti)

Fortissimo vento solare che espelle l'involucro esterno e lo trasforma in nebulosa planetaria

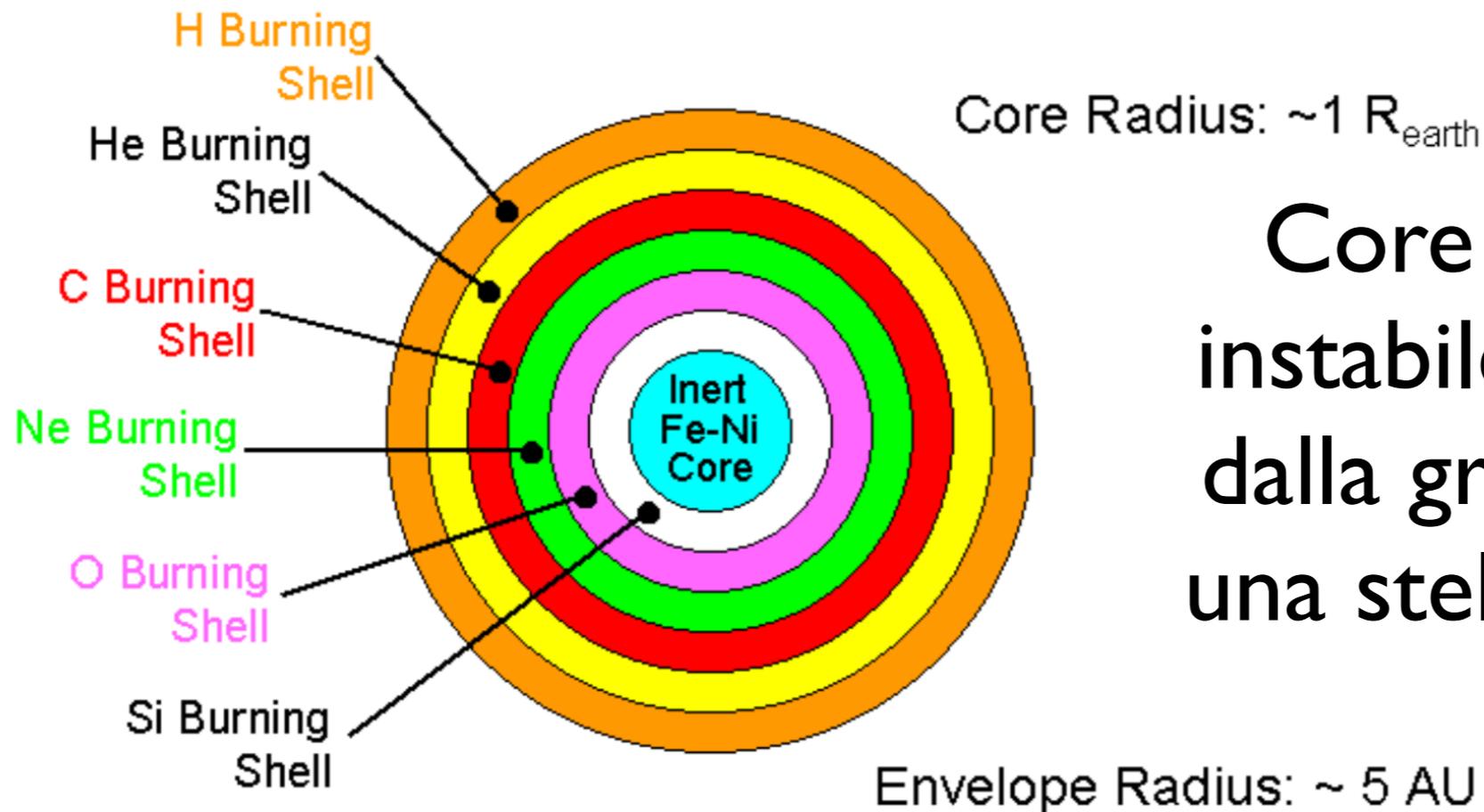
Anche l'elio nel guscio smette di bruciare. Anche l'idrogeno smette di bruciare.

Rimane la nana bianca molto calda che si raffredda lentamente.

Evoluzione super gigante rossa e blu: $4M_{\odot} < M < 8M_{\odot}$



Evoluzione $M \geq 8M_{\odot}$

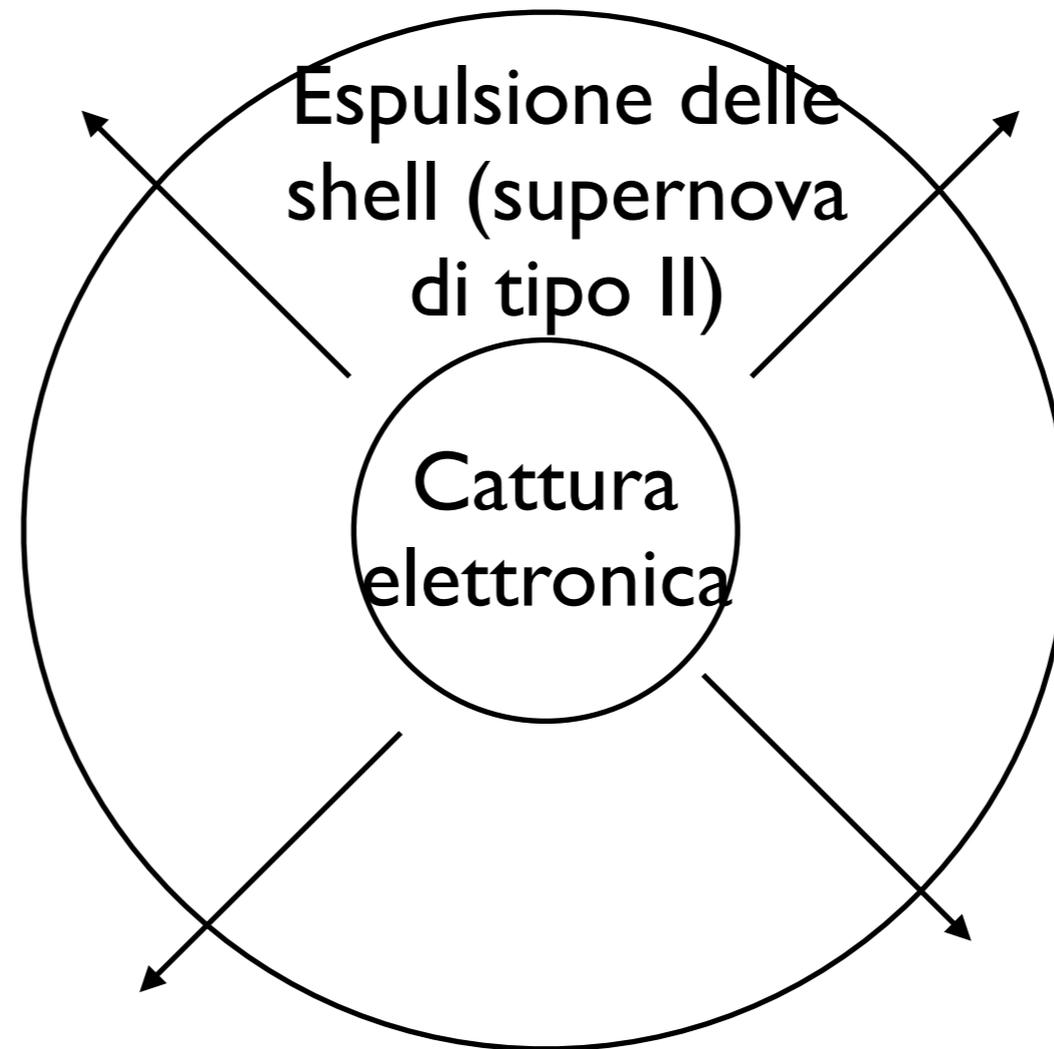
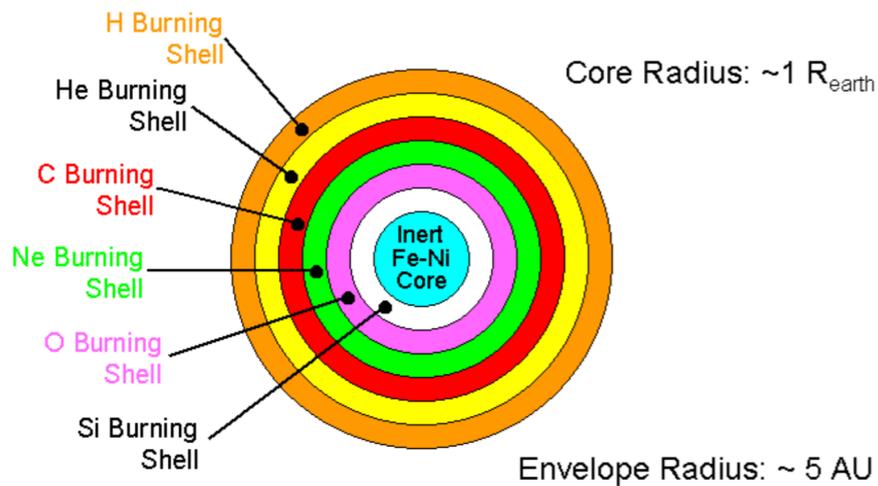


Core di Fe-Ni e' instabile schiacciato dalla gravità e lascia una stella a neutroni

Il core degenere di Fe non e' in grado di contrastare la gravità con la sua pressione e neppure innescare reazioni nucleari esoenergetiche. Un violento processo di cattura elettronica dei nuclei trasforma il core di nuclei in un core neutronico degenere incomprimibile che crea un'onda d'urto tale da espellere tutti gli strati esterni nello spazio circostante (supernova di tipo II).

Rimane una stella a neutroni (stella pulsar) molto calda che si raffredda in una fase stabile ove la pressione del gas degenere di neutroni bilancia la gravità.

Stella a neutroni



Bilancio pressione gas
degenere di neutroni e gravità

L'emissione di neutrini
raffredda la stella

Evoluzione $M > 25M_{\odot}$: buco nero

La pressione del gas degenere di neutroni è più elevata di quello di elettroni essendo il primo un oggetto più compatto ($P \propto n^{4/3(5/3)}$).

Se la stella è molto massiva ($M > 25M_{\odot}$) comunque non riesce a fermare il collasso gravitazionale e si forma un buco nero.

NB: un gas fermionico relativistico è instabile rispetto al suo stesso peso ($P \propto n^{4/3}$)

La massa decide la sorte della stella

- $M < 0.08M_{\odot}$
non brucia H
- $0.08M_{\odot} < M < 0.5M_{\odot}$
brucia fino a H e lascia una nana bianca di He
- $0.5M_{\odot} < M < 4M_{\odot}$
brucia fino a He e lascia una nana bianca di C,O
- $4M_{\odot} < M < 8M_{\odot}$
brucia fino a C e lascia una nana bianca di O,Ne,Mg
- $M > 8M_{\odot}$
brucia fino a Si e lascia una core di Fe che collassa su se stesso e diventa una stella a neutroni
- $M > 25M_{\odot}$
diventa una stella a neutroni che però non riesce a bilanciare la gravità e diventa un nuco nero

Fase finale

Il core di una stella dopo una serie di contrazioni, riscaldamenti ed inneschi nucleari cerca di contrastare la gravità con la pressione ed espelle gli strati esterni (fase di gigante o supernova) affinché rimanga un core degenere (nana bianca o stella a neutroni) di massa inferiore ad una massa limite (massa di Chandrasekhar per la nana bianca e massa di Tolman-Oppenheimer-Volkoff per la stella a neutroni) ed essere stabile rispetto al suo peso (gas degenere non relativistico).

Se non riesce a portarsi in tale configurazione ($M > 25M_{\odot}$) diventa un buco nero.

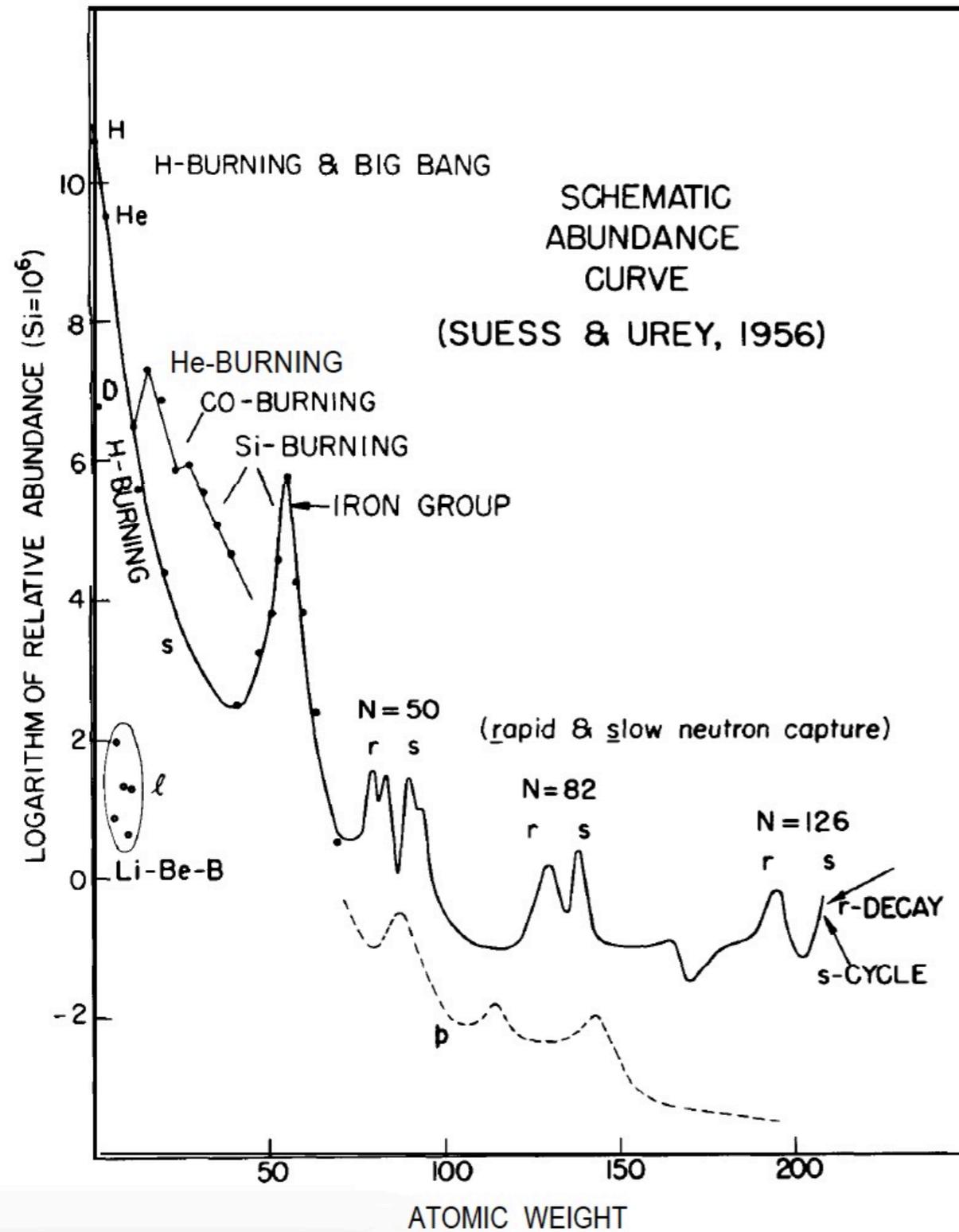
OSS: La massa delle giganti e delle supergiganti è uguale alla massa delle stelle della sequenza principale ma le nane bianche, le stelle a neutroni e i buchi neri no.

Tabella riassuntiva

Massa originale (in M_{\odot})	Luminosità nella SP (in L_{\odot})	Durata della SP ($\times 10^9$ anni)	Prodotto finale della fusione	Fenomeno terminale	Massa espulsa (in M_{\odot})	Natura del residuo	Massa del residuo (in M_{\odot})	Densità del residuo ($\times 10^3 \text{ kg m}^{-3}$)	Raggio del residuo (in m)	Accel. di gravità (in m s^{-2})
30	10 000	0,006	ferro	supernova tipo Ib	24	buco nero	6	3×10^{15}	6192,21	$5,19 \times 10^{12}$
10	1 000	0,01	silicio	supernova tipo II	8,5	stella di neutroni	1,5	5×10^{14}	17861,44	$2,5 \times 10^{12}$
3	100	0,30	ossigeno	nebulosa planetaria	2,2	nana bianca	0,8	2×10^7	$2,67 \times 10^6$	$1,49 \times 10^7$
1	1	10	carbonio	nebulosa planetaria	0,3	nana bianca	0,7	10^7	$3,22 \times 10^6$	$8,99 \times 10^6$
0,3	0,004	800	elio	vento stellare	0,01	nana bianca	0,3	10^6	$5,22 \times 10^6$	$1,46 \times 10^6$

STORIA DELL'ASTROFISICA

Nucleosintesi degli elementi



Curva di abbondanza degli elementi

W.A. Fowler
Premio Nobel 1983

La nucleosintesi stellare determinata dall'evoluzione stellare sintetizza tutti gli elementi osservati in natura partendo dall'Idrogeno ed arrivando fino all' Uranio:

- Fusione nucleare nel core delle stelle dall'Idrogeno fino al Ferro
- Reazioni di cattura neutronica lenta e veloce nelle shell di una stella in fase di presupernova dal Ferro fino all'Uranio

La composizione iniziale in massa delle stelle è di 76% Idrogeno e 24% Elio determinata dalla **Nucleosintesi primordiale** avvenuta nei primi tre minuti dopo il Big Bang.

Storia dell'astrofisica nucleare

Come brucia il sole?

- 1920 Eddington

Energia delle stelle di origine nucleare grazie alla conversione dell'idrogeno in elio

$$E_{\text{stelle}} = \Delta M c^2 (4M_{\text{protone}} - M_{\text{Helio}}) c^2$$

- 1929 Atkinson e Houtermans

Tunneling quantistico di Gamow spiega come la fusione dell'idrogeno può avvenire nel Sole nonostante l'energia termica inferiore alla barriera di Coulomb.

- 1932 Cockcroft e Walton

usando un acceleratore riproducono una delle reazioni nucleari che alimentano il Sole



- 1936 Atkinson

propone la fusione di due nuclei di idrogeno in deuterio come reazione di partenza per la produzione di energia nelle stelle $p+p \rightarrow d$ nonostante la bassissima presenza di deuterio.

- 1938 Weizsäcker e Bethe

propongono il ciclo CNO come ulteriore catena di reazioni per generare energia nelle stelle.
(Bethe premio Nobel 1967)

Storia dell'astrofisica nucleare

Nasce l'astrofisica nucleare

- 1946 Hoyle

presenta la teoria della nucleosintesi all'interno della struttura dell'evoluzione stellare. Considerato il primo vero contributo all'astrofisica nucleare.

-1952 Salpeter

propose la fusione $3\text{He} \rightarrow \text{C}$ come meccanismo per la produzione di nuclei con $A > 5$ e 8. Hoyle mostra che la reazione tripla-alpha è efficace solo attraverso uno stato eccitato risonante del ^{12}C di circa 7,7 MeV di energia (la risonanza di Hoyle).

-1952 Merrill

scopre nelle linee spettrali di stelle giganti rosse il tecnezio. Tutti gli isotopi del Tc hanno un tempo di dimezzamento non superiore a 4.2 My quindi prodotti di recente supportando la teoria della nucleosintesi stellare.

-1956 Suess e Urey

I doppi picchi osservati nella curva di abbondanza degli elementi nel sistema solare corrispondono ai numeri magici di neutroni del modello di guscio nucleare recentemente proposto da Jensen e Goeppert Mayer (1949).

-1957 Burbidge e Cameron

pubblicano indipendente due articoli di review gettando le basi per la moderna teoria dell'astrofisica nucleare.

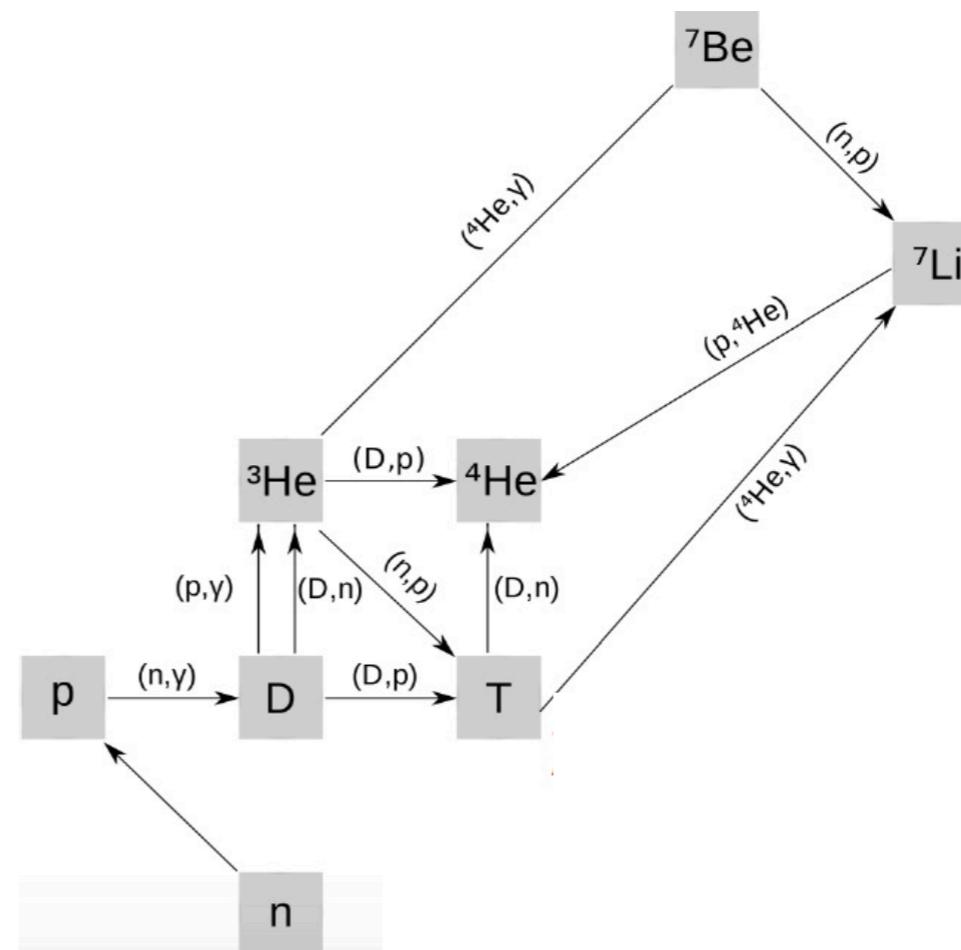
Storia dell'astrofisica nucleare

Freeze-out dopo il big-bang e puzzle dei neutrini solari

- 1948 Alpher, Bethe, Gamow
Teoria $\alpha\beta\gamma$ (big-bang): Universo caldo di p,n,e, fotoni nell'espansione produce H+He primordiale (76%+24% in massa) oltre ad un fondo cosmico di fotoni.

- 1965 Wilson e Penzias
Scoprono la radiazione cosmica di fondo.

-1966 Wagoner, Fowler, Hoyle
La caldissima radiazione primordiale di fotoni dovuta al big-bang ha permesso la formazione degli elementi leggeri nelle giuste proporzioni: H, d, He, Li, Be



- Fine anni '60 Davis e Bahcall
Misura flusso neutrini solari con esperimento di Homestake e confronto con il Modello Standard Solare (deficit dei neutrini).

Questioni aperte in astrofisica nucleare

- (i) Why do predictions of helioseismology disagree with those of the standard solar model?
- (ii) What is the solution to the lithium problem in Big Bang nucleosynthesis?
- (iii) What do the observed light-nuclide and s-process abundances tell us about convection and dredge-up in massive stars and AGB stars?
- (iv) What are the production sites of the γ -ray emitting radioisotopes ^{26}Al , ^{44}Ti and ^{60}Fe ?
- (v) What is the origin of about 30 rare and neutron deficient nuclides beyond the iron peak (p-nuclides)?
- (vi) What causes core-collapse supernovae to explode?
- (vii) What is the extend of neutrino-induced nucleosynthesis (ν -process)?
- (viii) What is the extend of the nucleosynthesis in proton-rich outflows in the early ejecta of core-collapse supernovae (νp -process)?
- (ix) What are the sites of the r-process?
- (x) What causes the discrepancy between models and observations regarding the mass ejected during classical nova outbursts?
- (xi) Which are the physical mechanisms driving convective mixing in novae?
- (xii) What are the progenitors of type Ia supernovae?
- (xiii) What is the nucleosynthesis endpoint in type I X-ray bursts? Is there any matter ejected from those systems?
- (xiv) What is the impact of stellar mergers on Galactic chemical abundances?
- (xv) What are the production and acceleration sites of Galactic cosmic rays?

From: J. Jose & C. Iliadis, "The Unfinished Quest for the Origin of the Elements", review article submitted to *Reports on Progress in Physics* (2011)

Suddivisione del corso

A. Struttura di una Stella

C. Elementi di Fisica Nucleare

D. Evoluzione stellare (nucleosintesi stellare)

1. Fusione nucleare nel core stellare

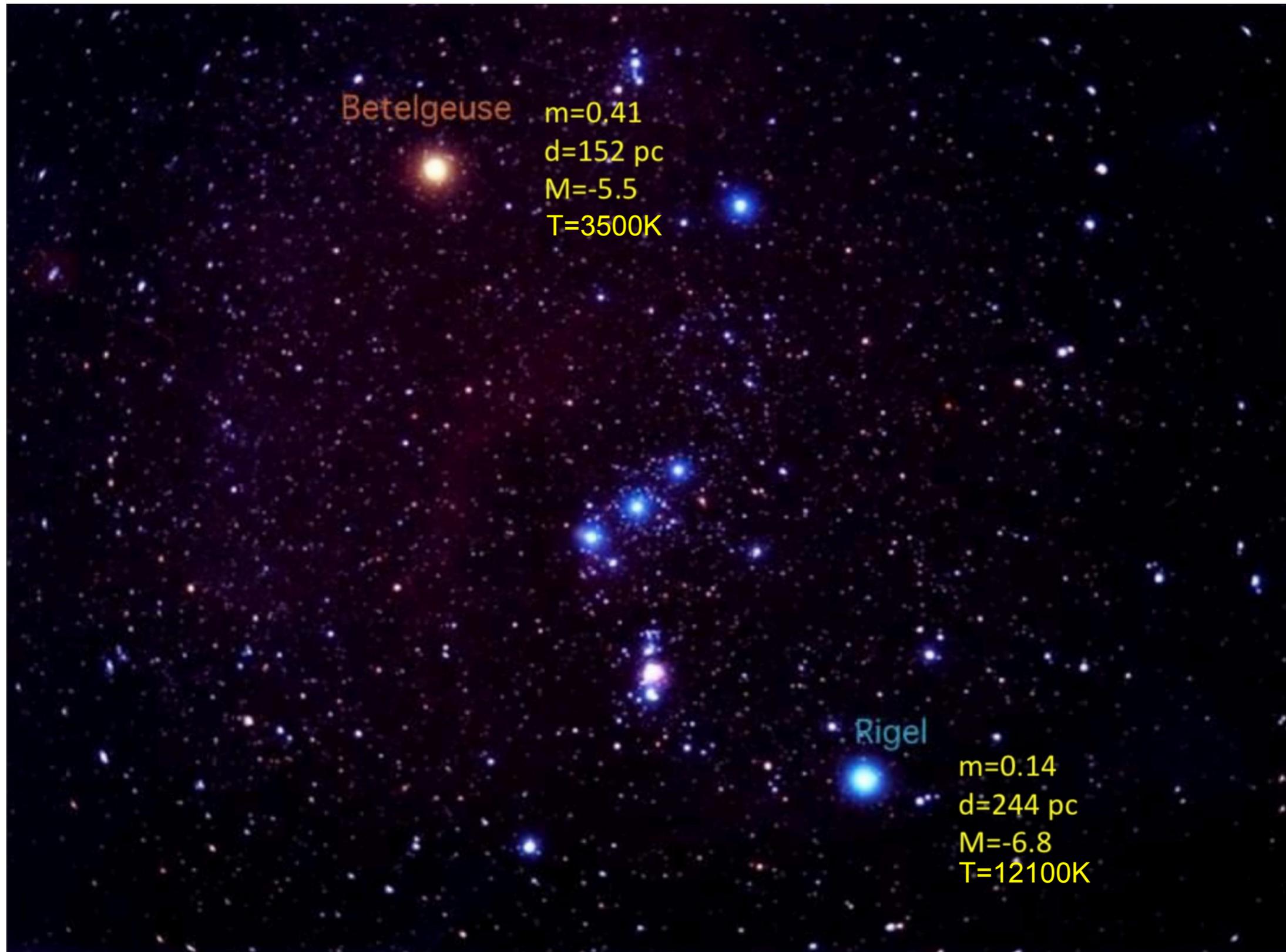
2. Nane bianche

3. Supernove

4. Stella a neutroni

E. Nucleosintesi primordiale

STELLE DI ORIONE



Evoluzione stellare

