

STELLE E ESOPIANETI

Costanza Argiroffi

DiFC, Università degli Studi di Palermo, Italy
INAF – Osservatorio Astronomico di Palermo, Italy

STELLE E ESOPIANETI – CONTENUTO DELLE LEZIONI

1. Richiamo di concetti di base
2. Fisica delle stelle
3. Evoluzione stellare
4. Esopianeti: tecniche di rivelazione e proprietà

ONDE ELETTROMAGNETICHE

Equazioni di Maxwell

$$\oint_A \mathbf{E} \cdot d\mathbf{A} =$$

$$\oint_L \mathbf{E} \cdot d\mathbf{s} =$$

$$\oint_A \mathbf{B} \cdot d\mathbf{A} =$$

$$\oint_L \mathbf{B} \cdot d\mathbf{s} =$$

\mathbf{E} = campo elettrico

\mathbf{B} = campo magnetico

μ_0, ϵ_0 = costanti

Materia

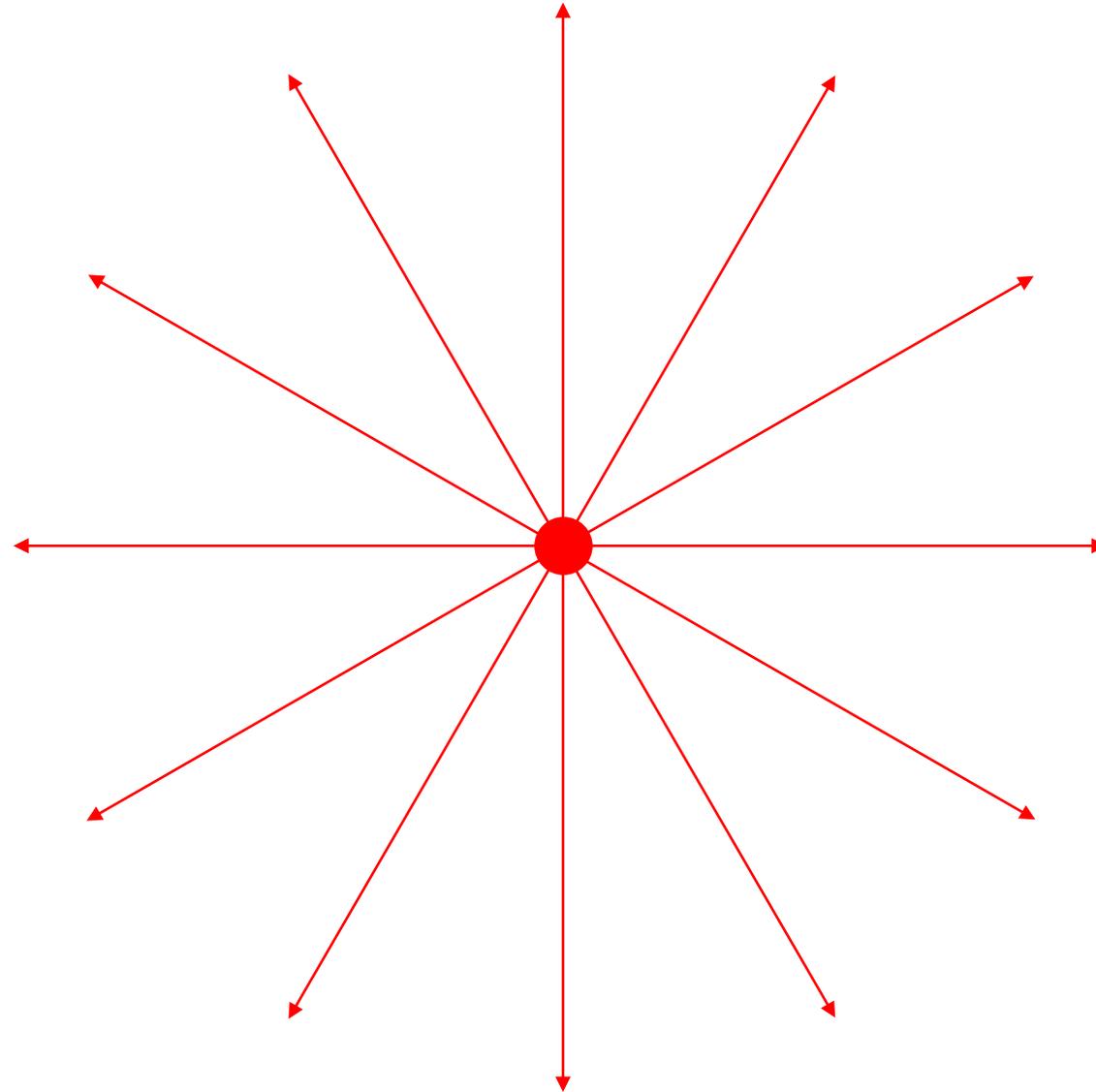
- le cariche generano il campo elettrico \mathbf{E}
- le correnti generano il campo magnetico \mathbf{B}

Vuoto

- un campo \mathbf{B} variabile genera un campo \mathbf{E}
- un campo \mathbf{E} variabile genera un campo \mathbf{B}

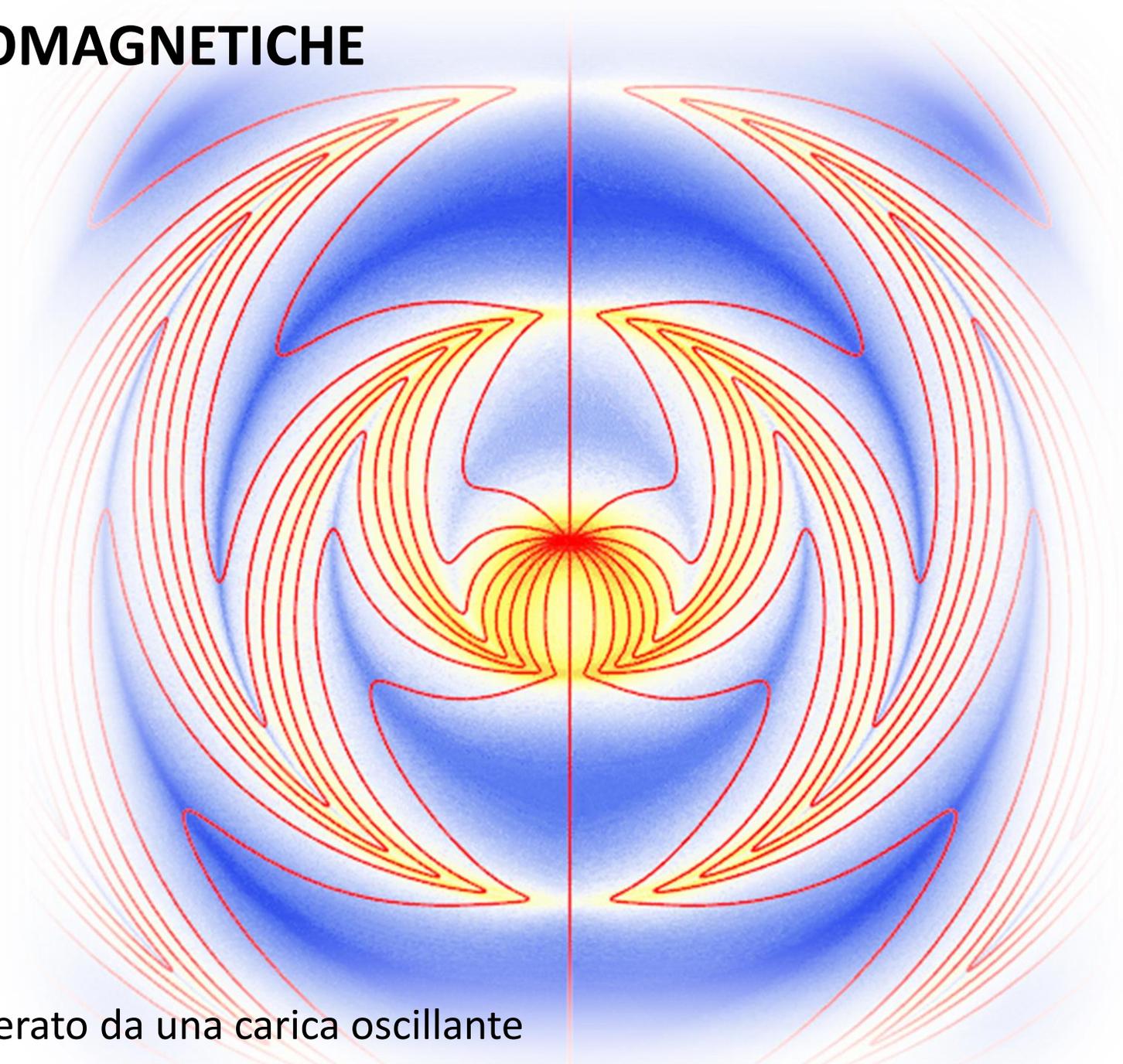
↓
onde elettromagnetiche

ONDE ELETTROMAGNETICHE



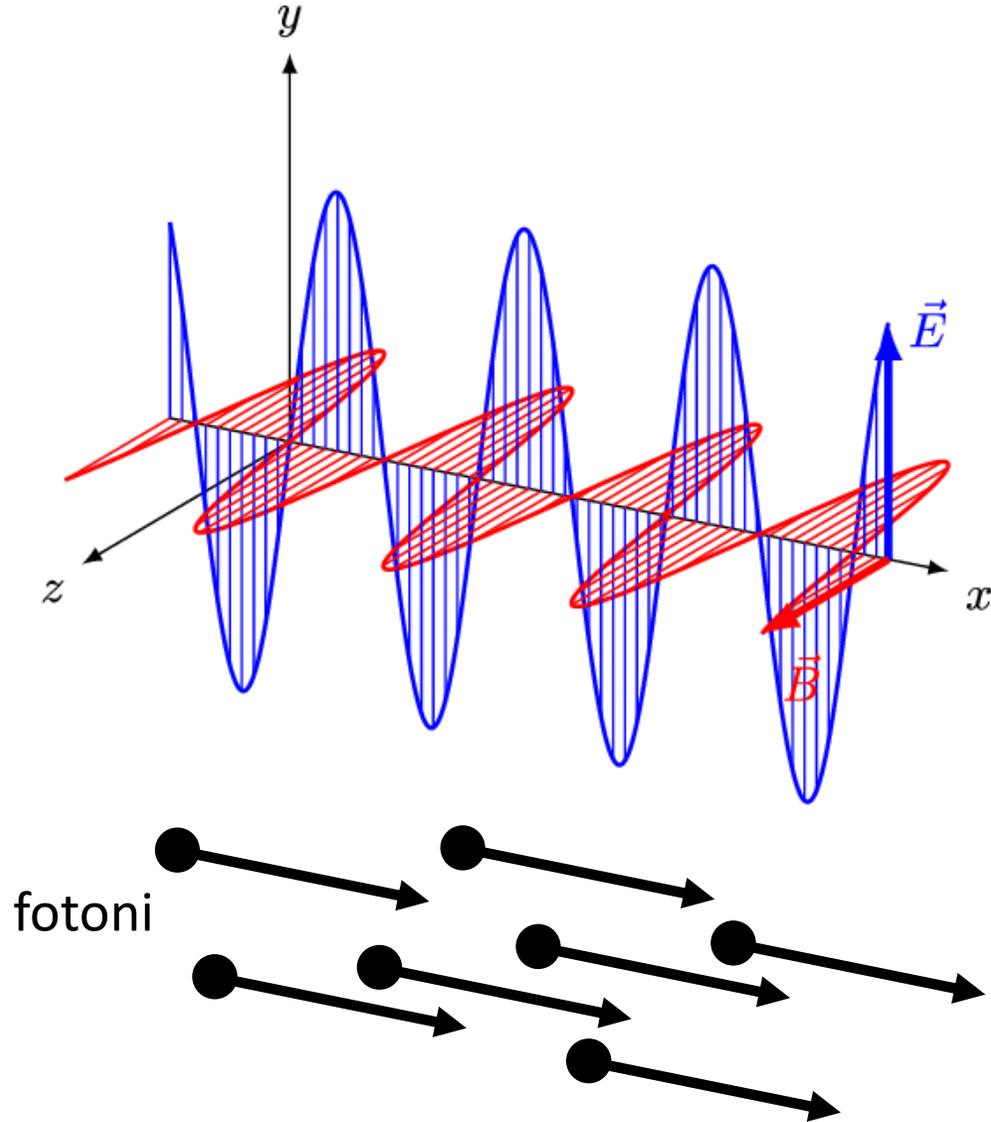
campo elettrico generato da una carica ferma

ONDE ELETTROMAGNETICHE



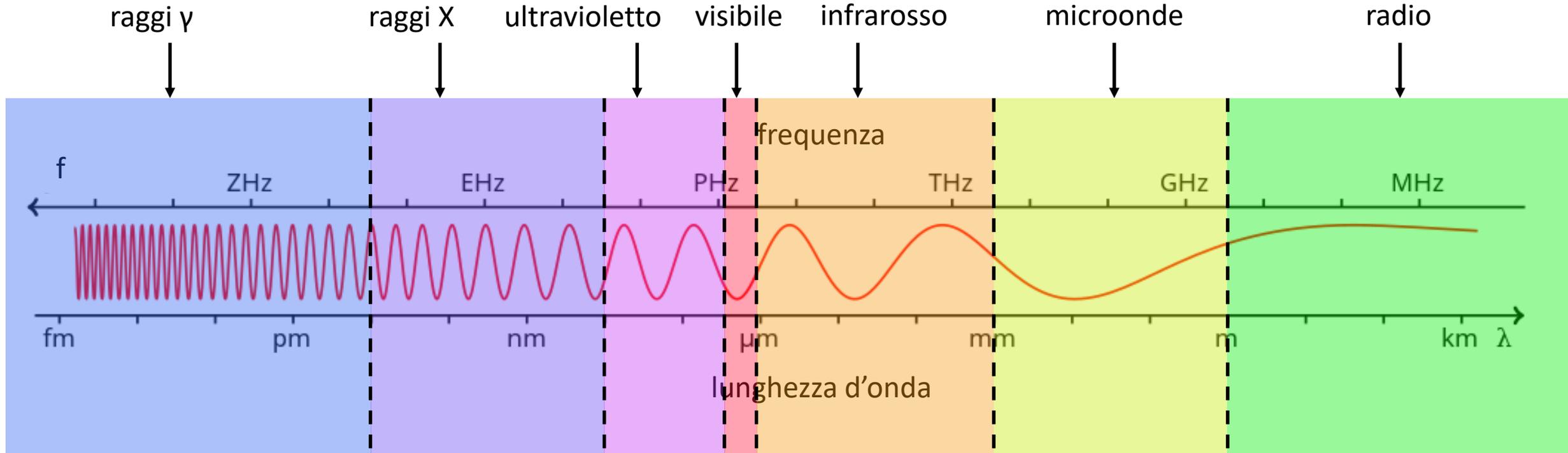
campo elettrico generato da una carica oscillante

ONDE ELETTROMAGNETICHE

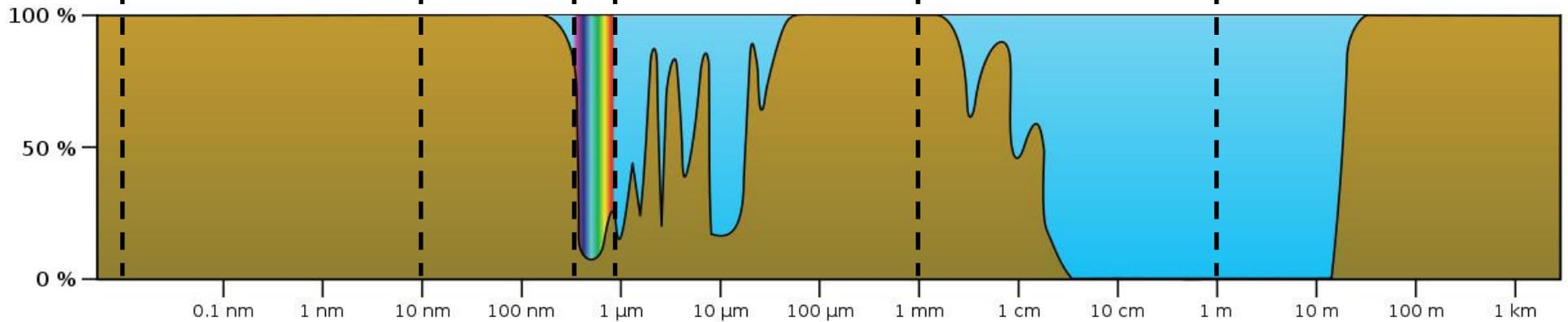


- si propagano anche nel vuoto
- velocità $c = \frac{1}{\sqrt{\epsilon_0 \mu_0}} \approx 299792 \text{ km/s}$
- Per ogni componente sinusoidale si possono definire:
Lunghezza d'onda λ
Periodo T
Frequenza f
- dualismo onda-particella:
in alcuni fenomeni emerge la natura ondulatoria
in alcuni fenomeni emerge la natura particellare
- Fotoni:
Energia $E_{ph} = hf$
Momento $p_{ph} = \frac{h}{\lambda}$

SPETTRO DELLA RADIAZIONE ELETTROMAGNETICA



assorbimento dell'atmosfera



SPETTRO DELLA RADIAZIONE ELETTROMAGNETICA

In un'onda elettromagnetica si hanno presenti componenti a diversa lunghezza d'onda.

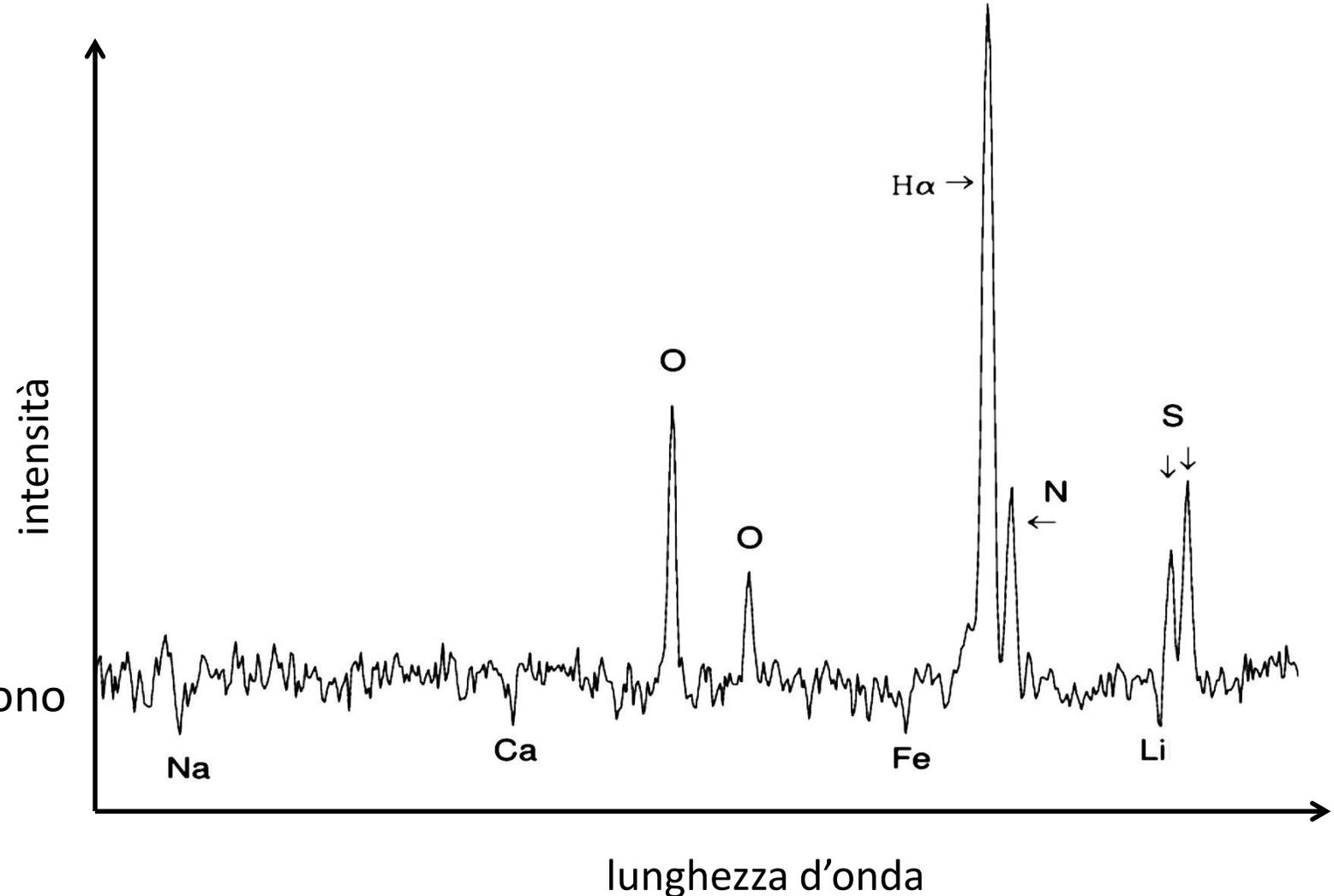
Con il termine **spettro** ci si riferisce all'intensità della luce alle diverse lunghezze d'onda.

Uno spettro può presentare:

- continuo
- righe in emissione
- righe in assorbimento

da uno spettro di una sorgente si possono ricavare:

- temperatura
- velocità lungo la linea di vista
- composizione chimica



FISICA DELLE STELLE

STRUTTURA STELLARE

Equilibrio idrostatico

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

Relazione fra massa e densità

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

Equilibrio termico

$$\frac{dL_r}{dr} =$$

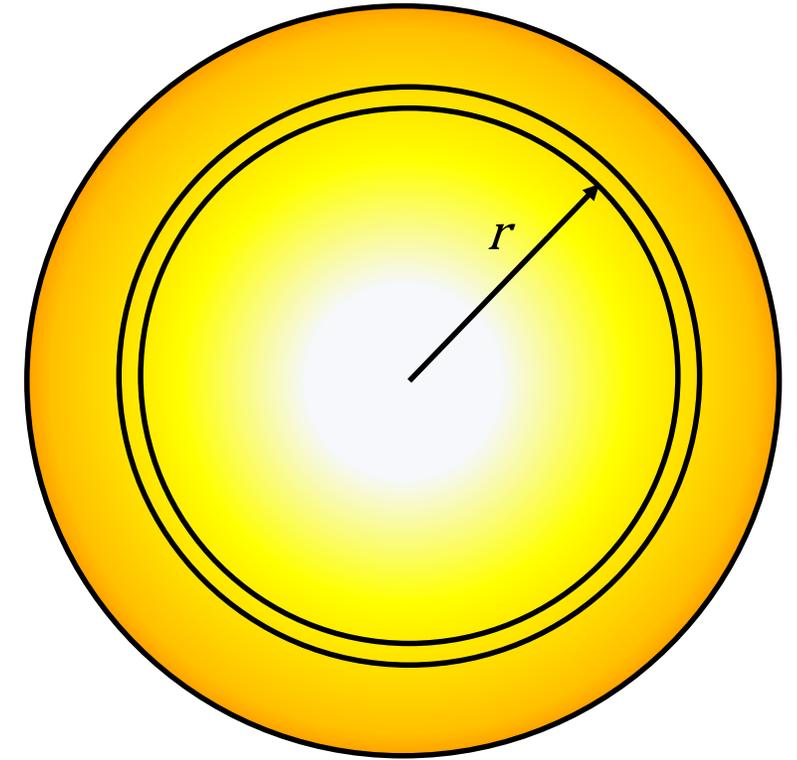
Equazione di stato dei gas

$$P_{gas} = \frac{\rho}{\mu} R_{gas} T$$

Stratificazione termica

$$\frac{dT}{dr} =$$

Grandezze che variano con il r : ρ , M_r , T , P , ε , L_r , μ .



P = pressione ($P = P_{gas} + P_{rad}$)

M_r = massa totale contenuta entro r

ρ = densità

L_r = luminosità che emerge a r

ε = energia prodotta (per unità di massa e per unità di tempo)

μ = massa media di una mole

R_{gas} = costante dei gas

T = temperatura

TEMPI CARATTERISTICI DI EVOLUZIONE DELLE STELLE

Tempo-scala di collasso gravitazionale

tempo necessario affinché un oggetto collassi sul suo centro per effetto delle forze gravitazionali

$$\rightarrow t_{ff} = \left(\frac{3\pi}{32G\rho} \right)^{1/2}$$

ff = free-fall

Si può ricavare in maniera semplice dalla terza legge di Keplero.

Tempo-scala termico

tempo necessario affinché un oggetto irradia tutta l'energia termica che possiede

$$\rightarrow t_{term} =$$

$$\frac{\text{energia disponibile}}{\text{tasso di perdita di energia}}$$

Tempo-scala nucleare

Tempo necessario affinché un oggetto irradia tutta l'energia nucleare che possiede

$$\rightarrow t_{nuc} =$$

$$\frac{\text{energia disponibile}}{\text{tasso di perdita di energia}}$$

FRONTE DI ENERGIA NELLE STELLE: IL SOLE

Da osservazioni relative al pianeta Terra sappiamo che:

- la sua età è di $\sim 4.5 \times 10^9 \text{ yr} = 4.5 \text{ Gyr}$
- è sempre stato irradiato in maniera approssimativamente costante

Quindi il Sole esiste da questo tempo, e deve avere mantenuto una luminosità costante.

$$t_{ff} = \left(\frac{3\pi}{32G\rho} \right)^{1/2} \sim 30 \text{ min}$$

$$t_{term} = \frac{E_{term}}{L} \sim 10 \text{ Myr}$$

$$t_{nuc} = \frac{E_{nuc}}{L_{\odot}} \sim 10 \text{ Gyr}$$

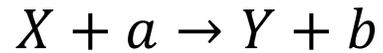
Questo dimostra qual è l'unica fonte possibile di energia per il Sole

REAZIONI NUCLEARI

Reazioni nucleari:

- processi in cui dalla collisione fra due nuclei almeno uno dei due si trasforma in un altro nucleo
- processi spontanei in cui un nucleo si trasforma spontaneamente in un altro

Supponiamo che il nucleo X collida con a producendo Y e b :



In un tale processo:

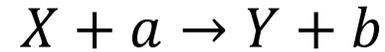
si conserva la carica Z : $Z_X + Z_a = Z_Y + Z_b$

si conserva il numero di barioni A : $A_X + A_a = A_Y + A_b$

non si conserva la massa: $m_X + m_a \neq m_Y + m_b$

REAZIONI NUCLEARI: DIFETTO DI MASSA E ENERGIA

Consideriamo sempre la generica reazione nucleare:



Si definisce **difetto di massa** la quantità:

$$\Delta m = m_X + m_a - m_Y - m_b$$

In conseguenza di questa variazione di massa si definisce **energia nucleare rilasciata** la quantità:

$$Q = \Delta m c^2 = (m_X + m_a - m_Y - m_b) c^2$$

- Se $Q > 0$ la reazione libera energia (ovvero è esotermica)
→ L'energia rilasciata Q è data alle particelle prodotte (energia cinetica, energia dei fotoni...)
- Se $Q < 0$ la reazione per avvenire ha bisogno di energia (ovvero è endotermica)
→ L'energia necessaria Q è presa dalle particelle reagenti (energia cinetica)

ENERGIA DI LEGAME NUCLEARE

La massa dei diversi nuclei non coincide con la somma delle masse di neutroni e protoni a causa della forza nucleare, questo causa il difetto di massa e l'energia nucleare associata.

Per un dato nucleo siano:

- Z_i il suo numero atomico
- A_i il suo numero di massa
- m_i la sua massa

Indichiamo con:

- m_p la massa del protone
- m_n la massa del neutrone

Si definisce energia di legame nucleare la quantità:

$$E_{nuc,i} = [(A_i - Z_i)m_n + Z_i m_p - m_i]c^2$$

Questa energia:

- è 0 per l'idrogeno,
- è maggiore di zero per tutti gli altri elementi
- rappresenta l'energia necessaria per disgregare in nucleo in protoni e neutroni isolati

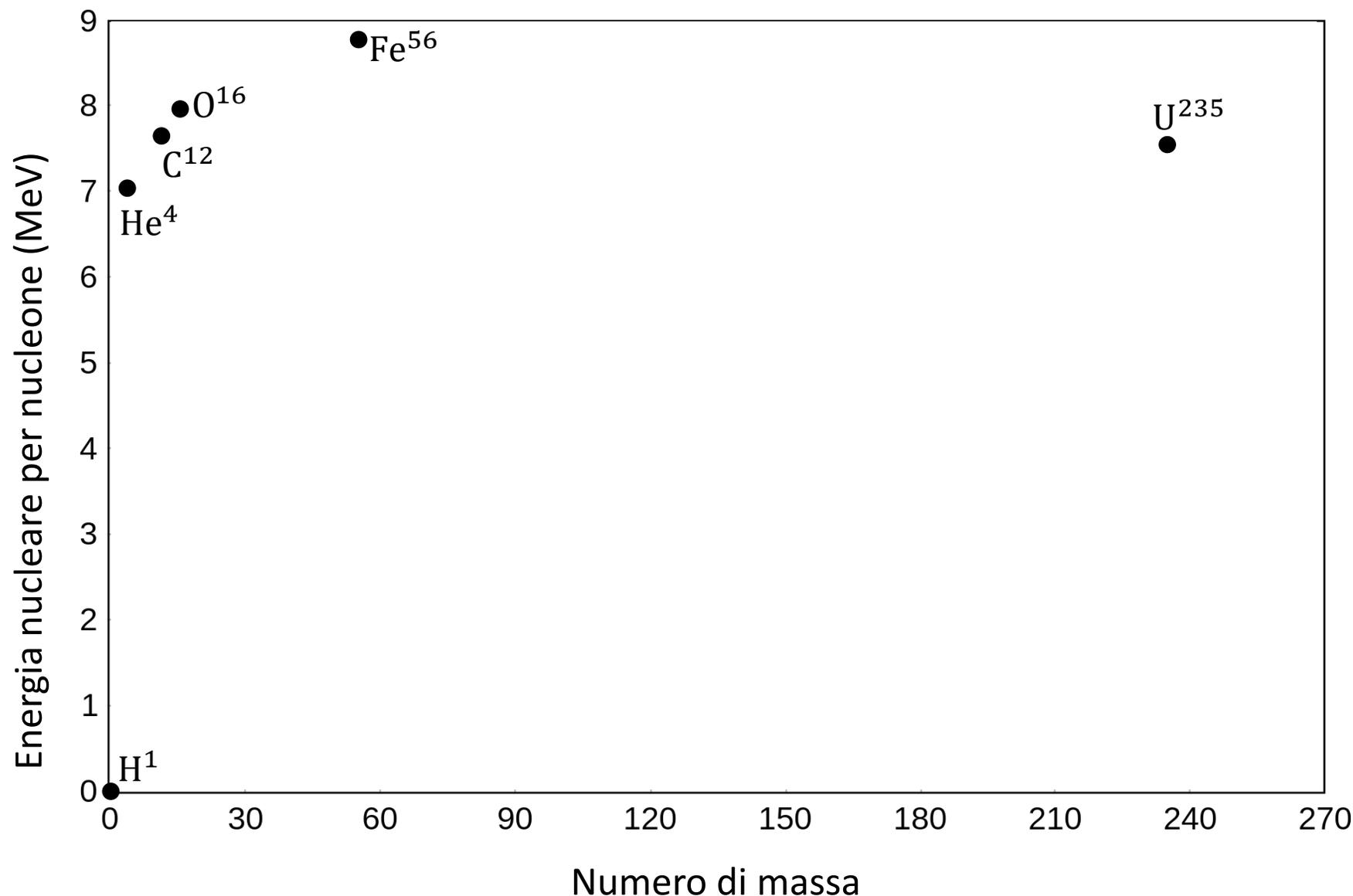
ENERGIA DI LEGAME NUCLEARE PER NUCLEONE

Per confrontare le energie di nuclei diversi conviene definire:
l'energia di legame nucleare per nucleone:

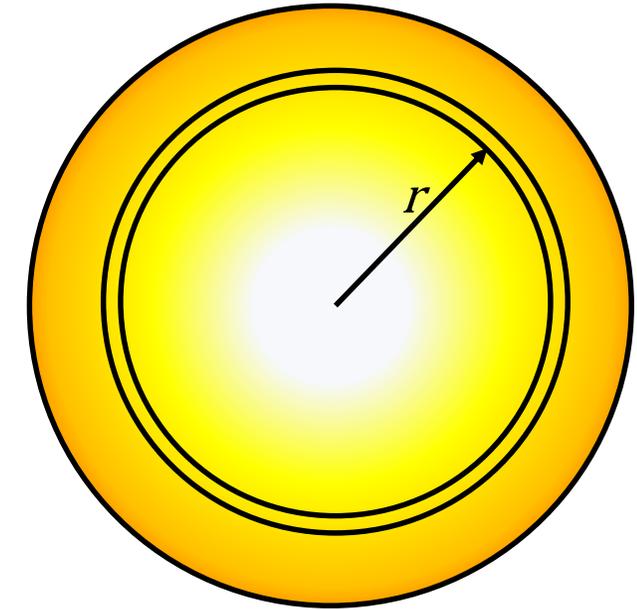
$$E_{nuc,n} = \frac{E_{nuc,i}}{A_i}$$

Si libera energia se:

- si aggregano nuclei per formarne di più pesanti, fino al ferro,
- si rompono nuclei pesanti per formarne di più leggeri, fino al ferro.



PRODUZIONE DI ENERGIA NELLE STELLE



Le stelle quando nascono sono composte prevalentemente da idrogeno e elio.

Le stelle generano energia attraverso la fusione nucleare.

Le stelle fondono nuclei di elementi leggeri per formare elementi più pesanti:

1. $H \rightarrow He$
2. $He \rightarrow C$
3. $C \rightarrow$ elementi più pesanti

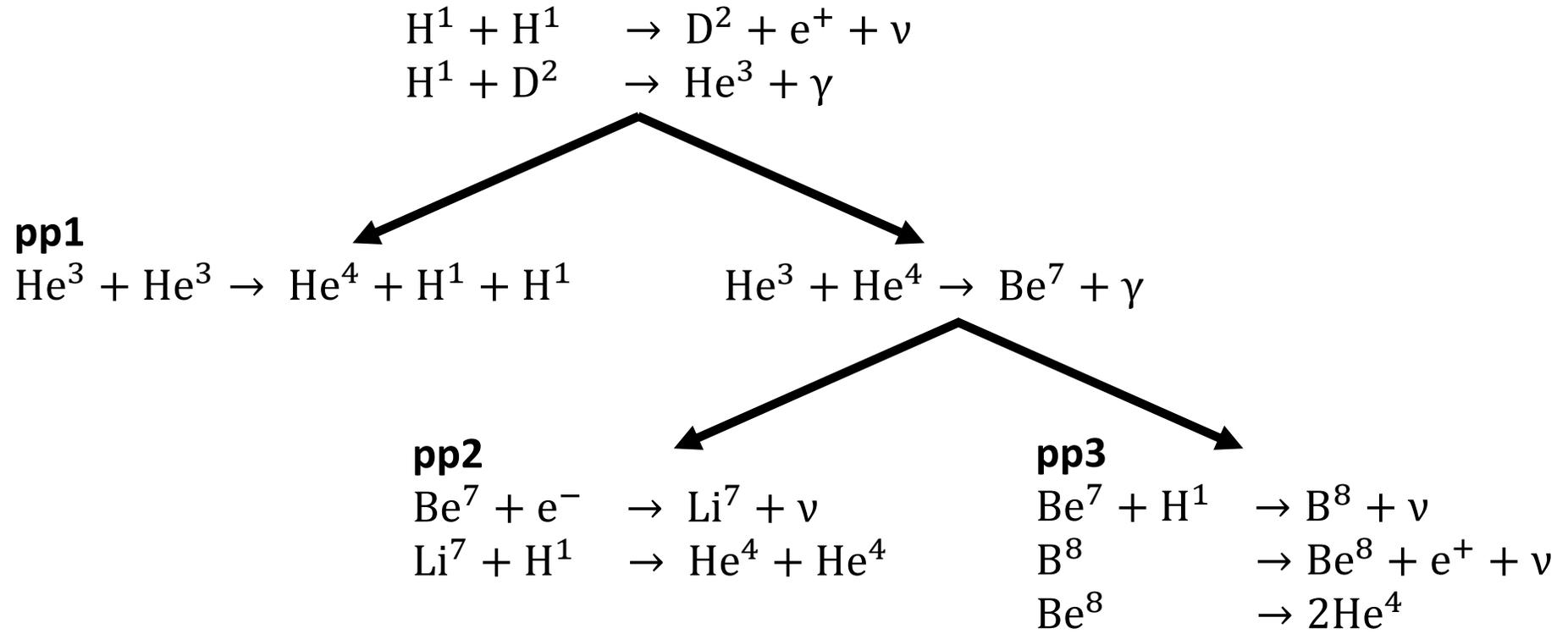
A causa della repulsione elettrostatica, la fusione nucleare ha bisogno di temperature e densità estremamente elevate.

Le reazioni nucleari avvengono nelle zone centrali delle stelle.

Equazione della struttura stellare in cui interviene la produzione di energia:

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

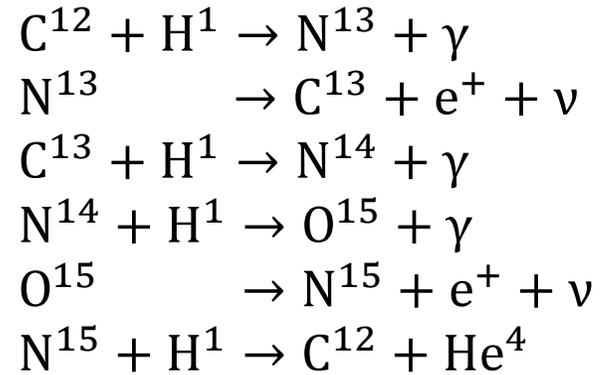
CATENA PROTONE-PROTONE



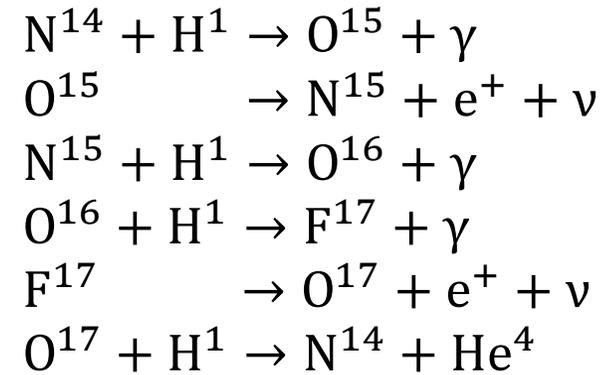
ramo		
pp1		
pp2		
pp3		

CICLO CNO

CNO1

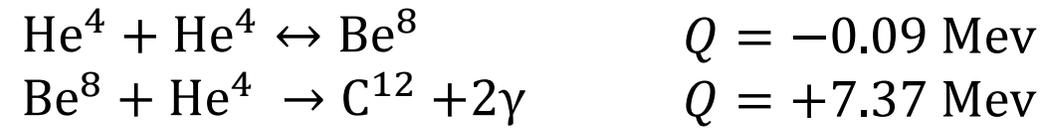


CNO2



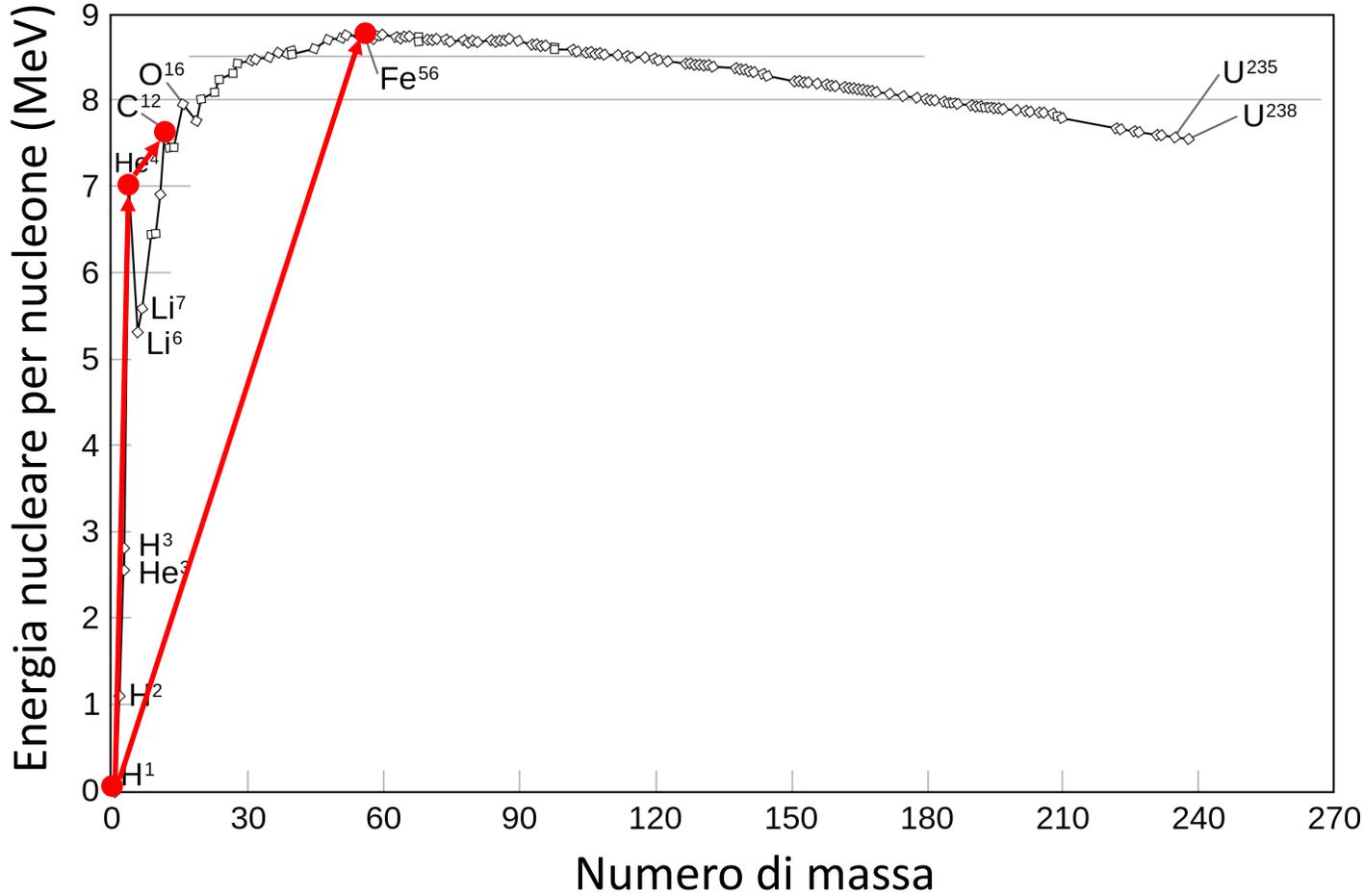
CNO branch	Effetto netto	$(Z_1 Z_2)_{\max}$
CNO1		
CNO2		

PROCESSO TRE ALFA



Effetto netto	$(Z_1 Z_2)_{\text{max}}$
$3\text{He}^4 \rightarrow \text{C}^{12} + 2\gamma$	8

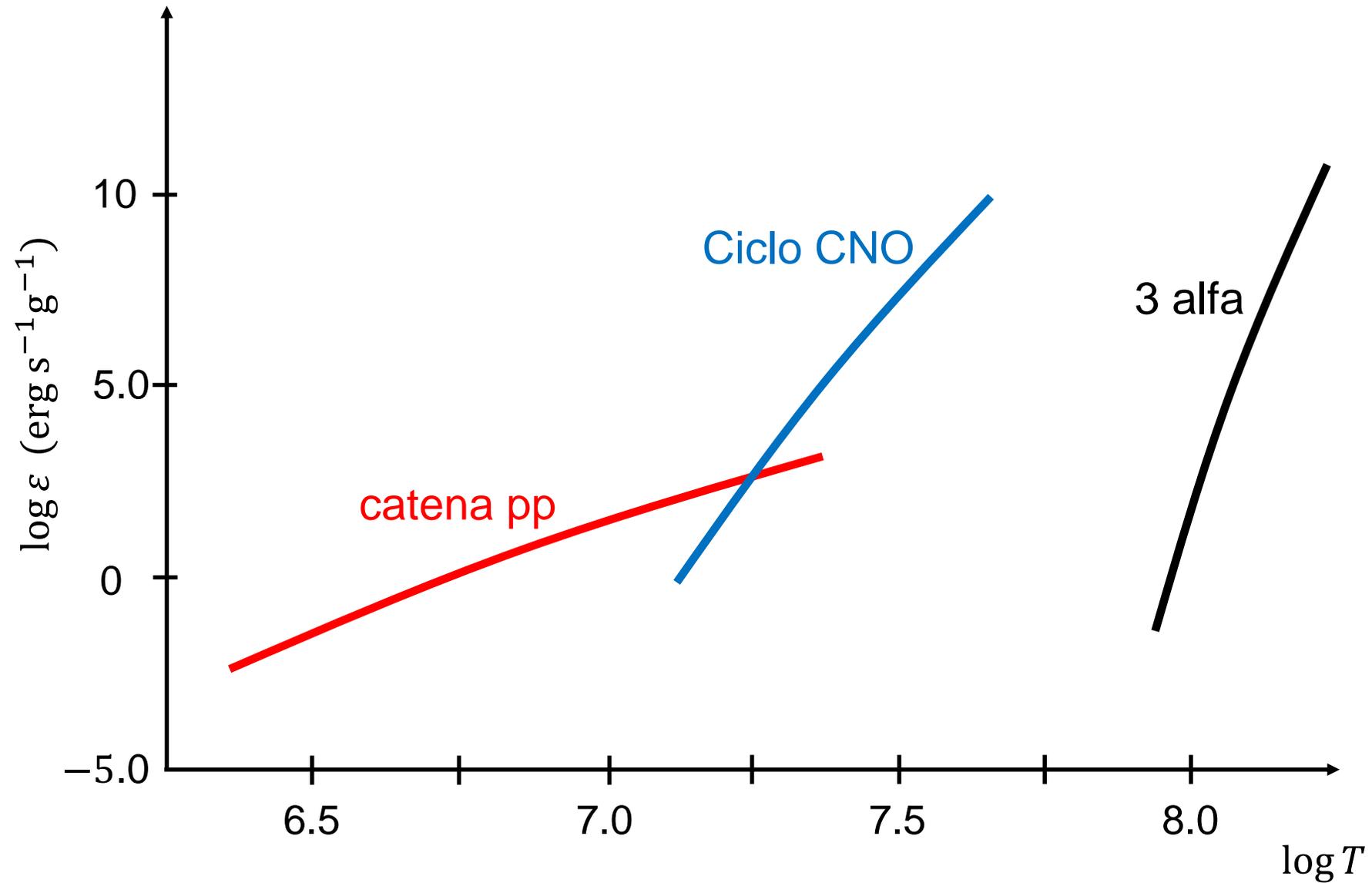
FUSIONE DELL'IDROGENO vs FUSIONE DELL'ELIO



La fusione di idrogeno in elio è il processo che libera più energia per unità di massa.

Fase	Effetto netti	Q _{eff} (MeV)/He	Δm/m
Fusione del H	$4\text{H}^1 \rightarrow \text{He}^4 + 2\text{e}^+ + 2\nu + 2\gamma$		
Fusione del He	$3\text{He}^4 \rightarrow \text{C}^{12} + 2\gamma$		

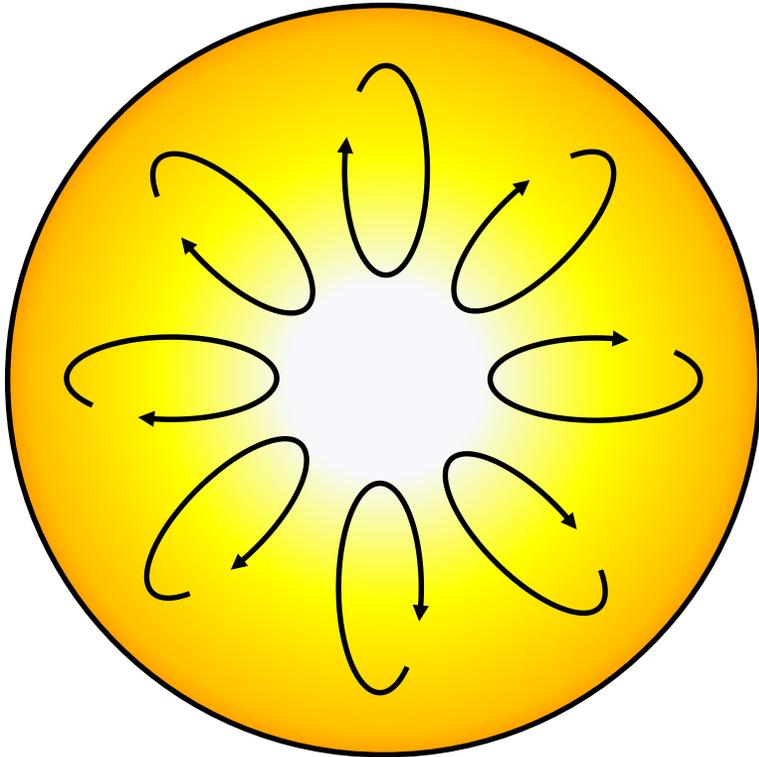
GENERAZIONE DI ENERGIA



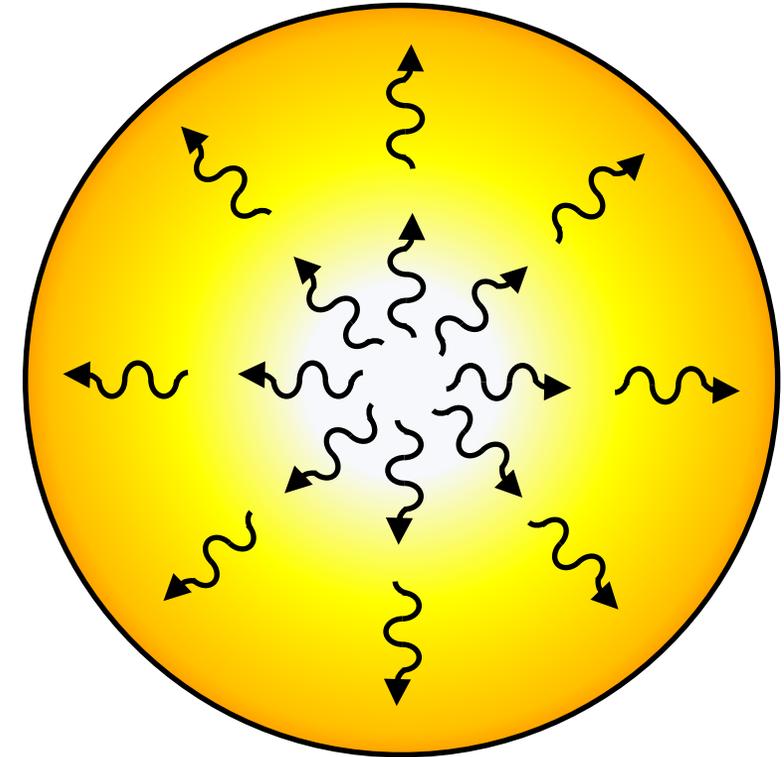
TRASPORTO DI ENERGIA NELLE STELLE

L'energia è prodotta nelle zone più interne, ed è persa in superficie, con l'emissione di fotoni. Esistono due diversi meccanismi che portano l'energia dal centro in superficie.

Trasporto convettivo



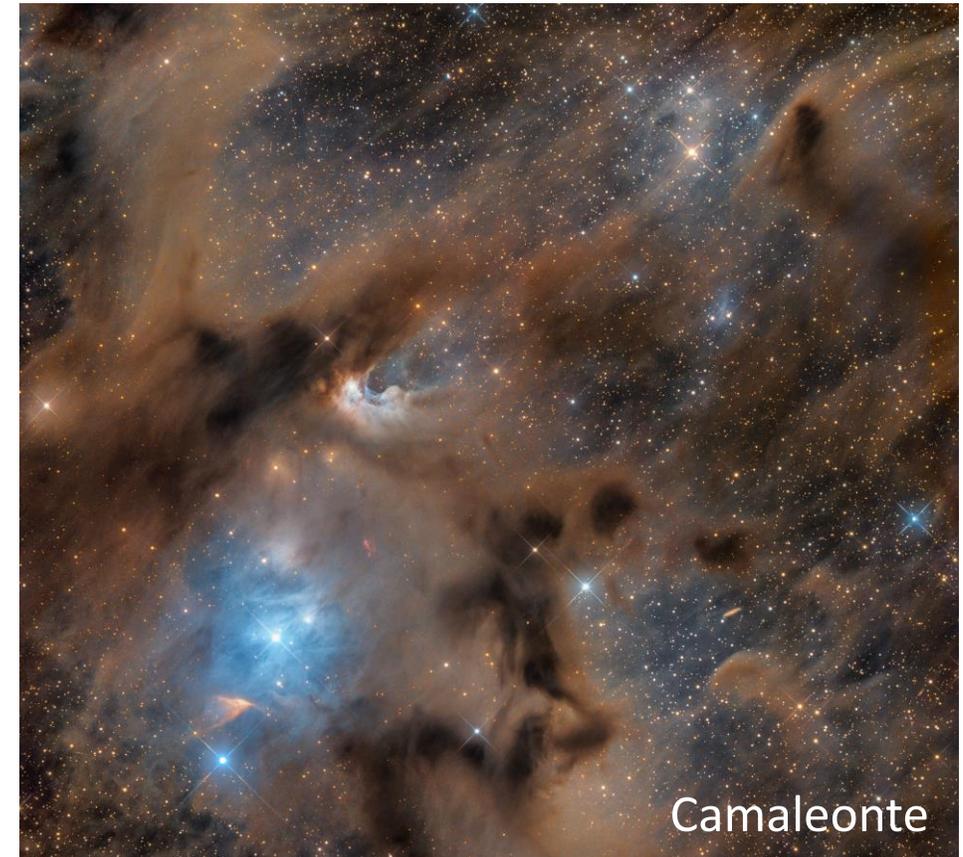
Trasporto radiativo



Il trasporto di energia è legato alla stratificazione temperatura.

EVOLUZIONE STELLARE

FORMAZIONE STELLARE: NUBI MOLECOLARI

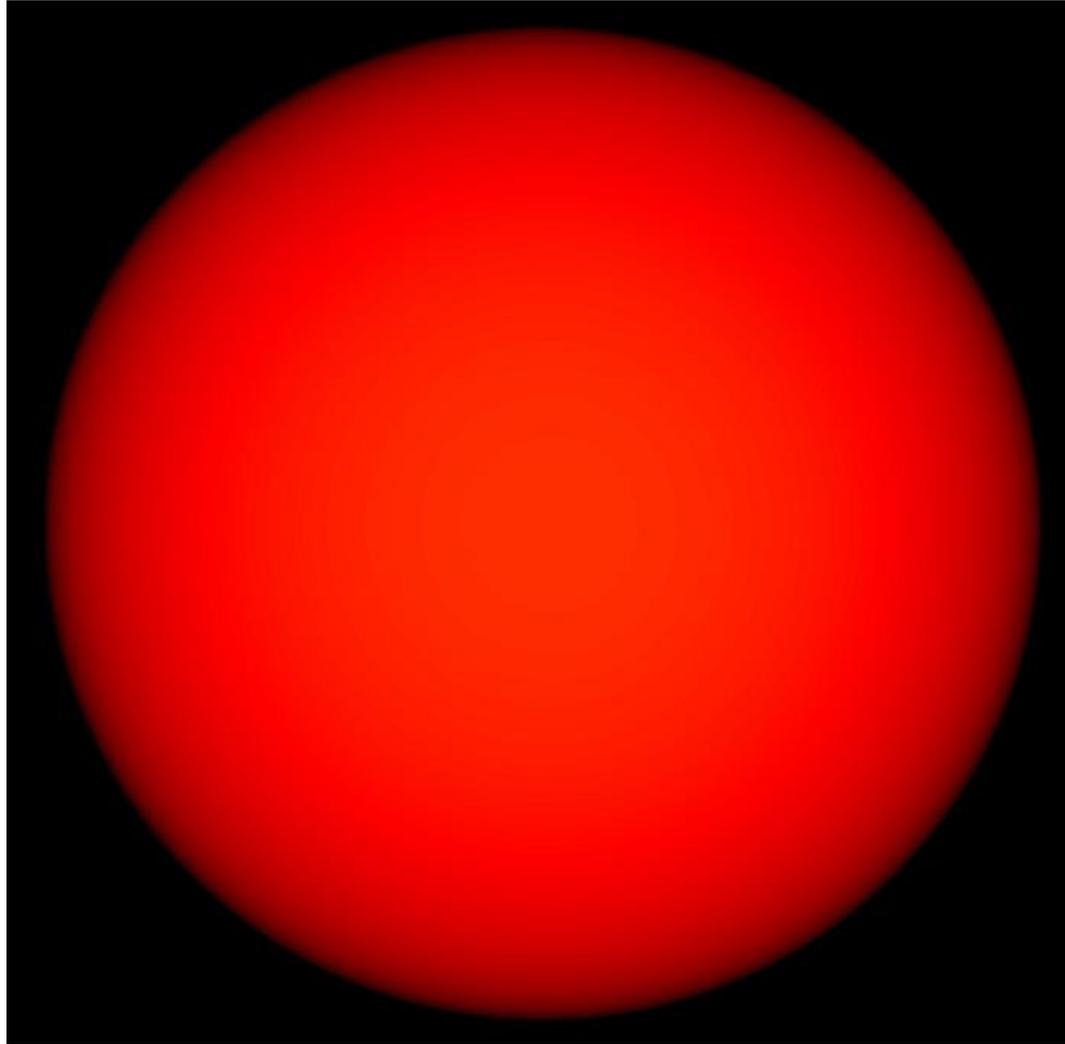


Se una nube è abbastanza massiva e fredda la sua gravità può superare le forze dovute ai gradienti di pressione, causandone il collasso.

Condizione affinché una nube collassi gravitazionalmente:

$$M > M_{CRIT} = \left(\frac{3}{4\pi} \right)^{1/2} \left(\frac{R_{gas}}{G} \right)^{3/2} \frac{T^{3/2}}{\mu^{3/2} \rho^{1/2}}$$

FORMAZIONE STELLARE



Condizioni iniziali

- $M = 500 M_{\odot}$
- $T_0 = 10 \text{ K}$
- $R_0 = 0.404 \text{ pc}$
- $n_0 = 10^5 \text{ cm}^{-3}$
- $\mu = 2.46 \text{ g}$
- $t_{f0} = 190000 \text{ yr}$

Caratteristiche della simulazione numerica

- Forze di gravità e pressione
- Tempo di evoluzione di 285000 yr

Questioni aperte:

- Quale frazione di massa della nube diventa stelle?
- Quanto è importante la percentuale di atomi pesanti della nube?
- Qual è la distribuzione in massa delle stelle?

Risultati presi da Bate (2009, MNRAS, 392, 590)

<https://academic.oup.com/mnras/article/392/2/590/976651>

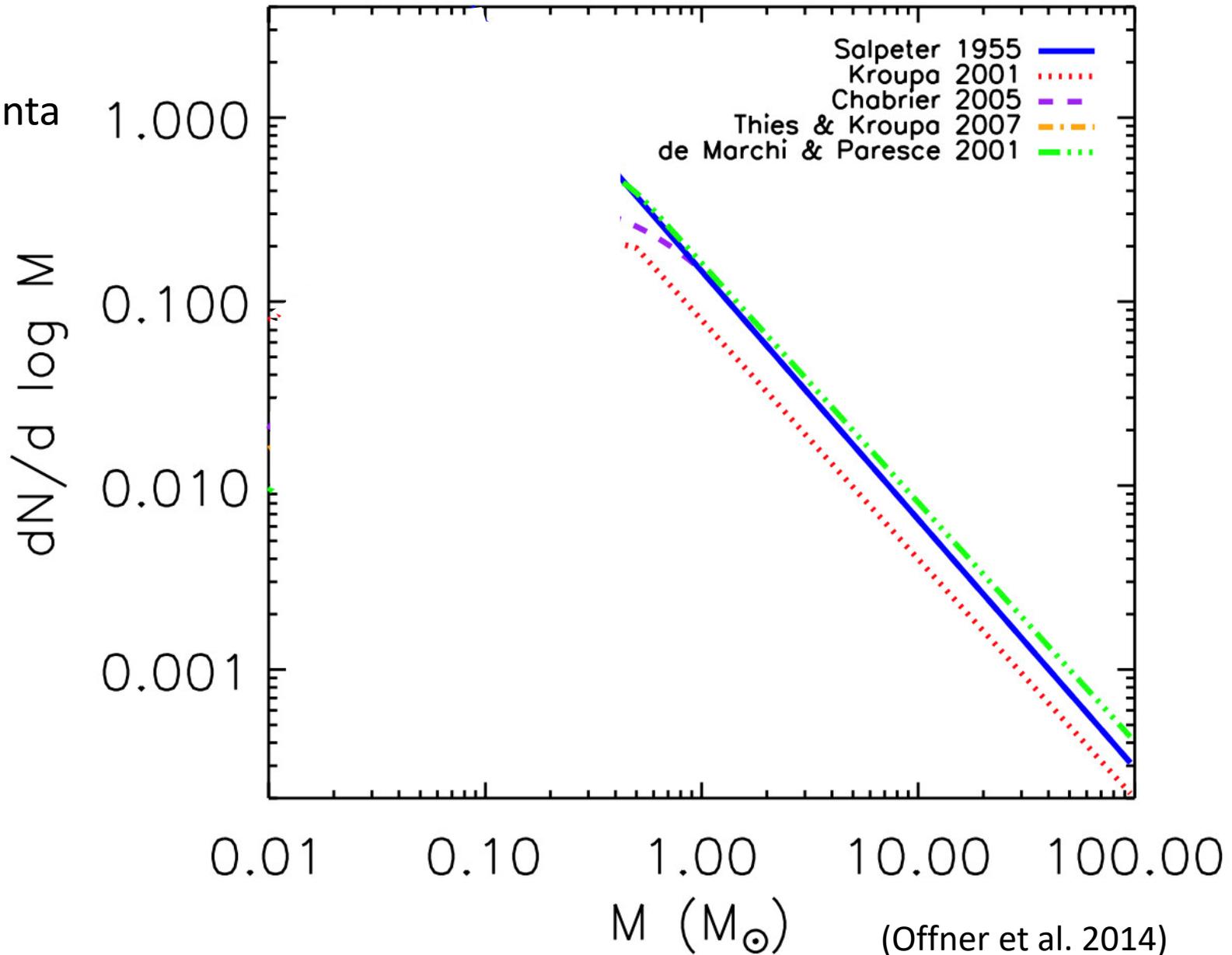
<http://www.astro.ex.ac.uk/people/mbate/Cluster/>

FORMAZIONE STELLARE: QUESITI APERTI

Quale frazione di massa della nube diventa stelle?

Quanto è importante la percentuale di atomi pesanti della nube?

Qual è la distribuzione in massa delle stelle?



OSSERVAZIONI STELLARI

Si possono osservare solo i fotoni prodotti negli strati esterni della stella.

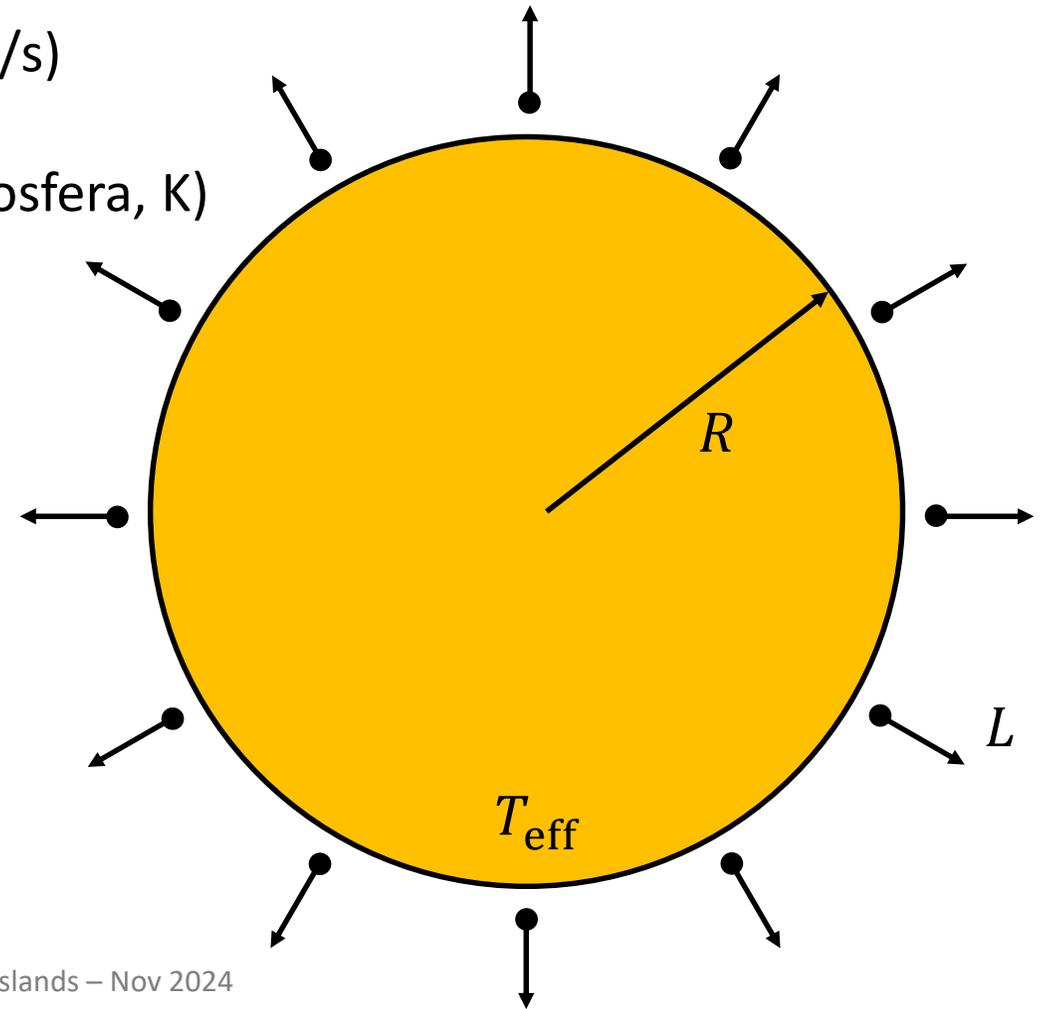
Dalle osservazioni stellari si possono derivare:

- Luminosità L (energia totale emessa in un secondo, erg/s)
- Temperatura efficace T_{eff} (temperatura media della fotosfera, K)

Vale la seguente relazione:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4$$

R è il raggio della stella



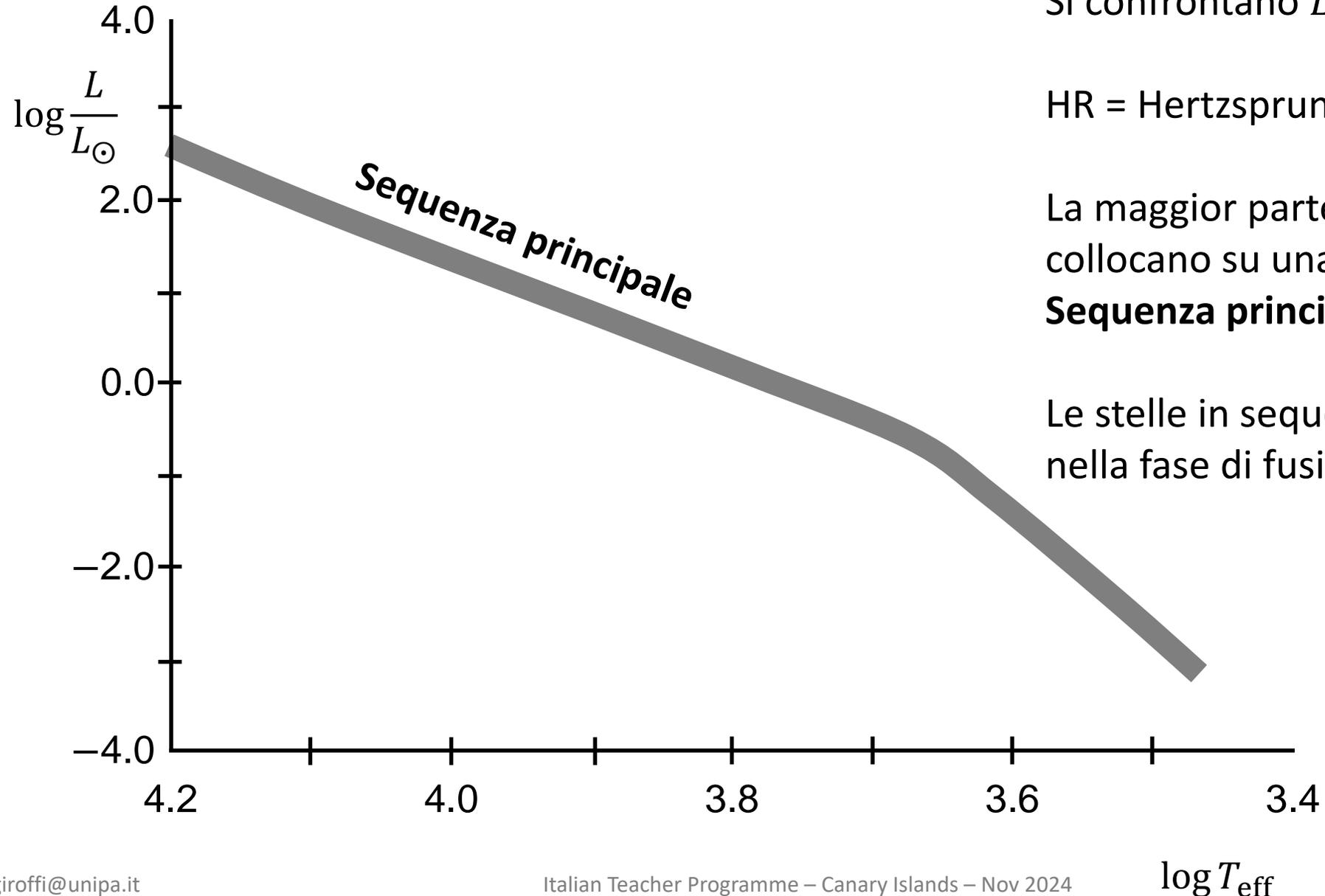
IL DIAGRAMMA HR

Si confrontano L e T_{eff} delle stelle

HR = Hertzsprung-Russell

La maggior parte delle stelle si collocano su una fascia detta:
Sequenza principale

Le stelle in sequenza principale sono nella fase di fusione dell'idrogeno

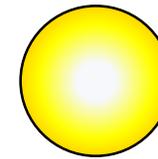
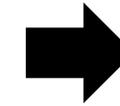
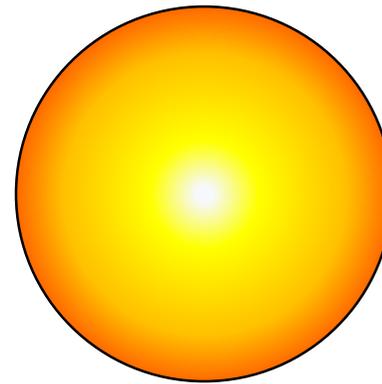


EVOLUZIONE STELLARE

1. Pre-sequenza principale

Contrazione ($E_{grav} \rightarrow E_{term}$)

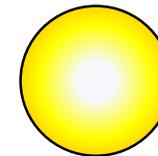
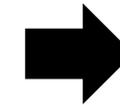
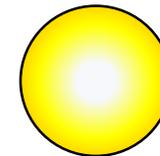
fino all'accensione delle reazioni nucleari



2. Sequenza principale

Fase stabile

Reazioni nucleari ($H \rightarrow He$)

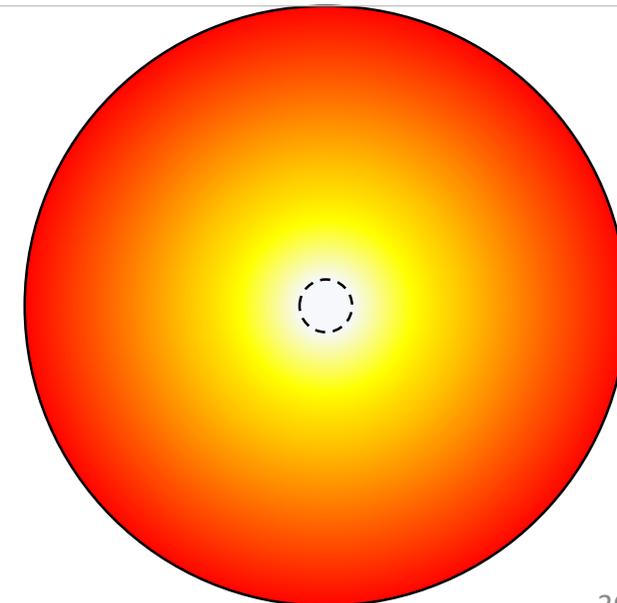
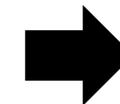
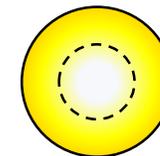


3. Post-sequenza principale

Zone centrali senza H

Reazioni nucleari ($H \rightarrow He$) in un guscio attorno al nucleo

Espansione strati esterni e contrazione del nucleo fino all'accensione della fusione del He



EVOLUZIONE STELLARE NEL DIAGRAMMA HR

Pre-sequenza principale

Durata:

1 Myr per $4 M_{\odot}$

20 Myr per $1 M_{\odot}$

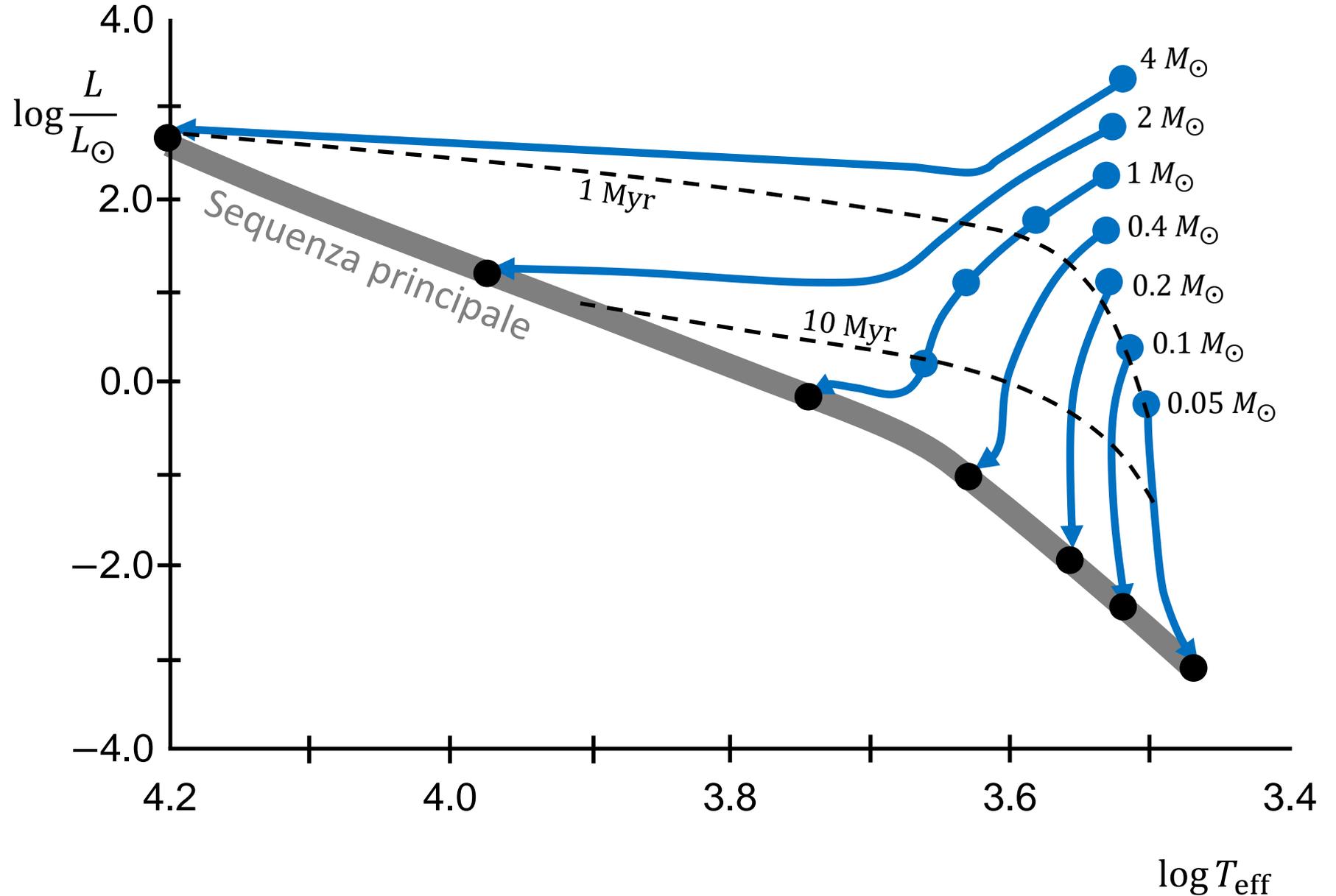
100 Myr per $0.1 M_{\odot}$

Sequenza principale

Durata:

80 Myr per $5 M_{\odot}$

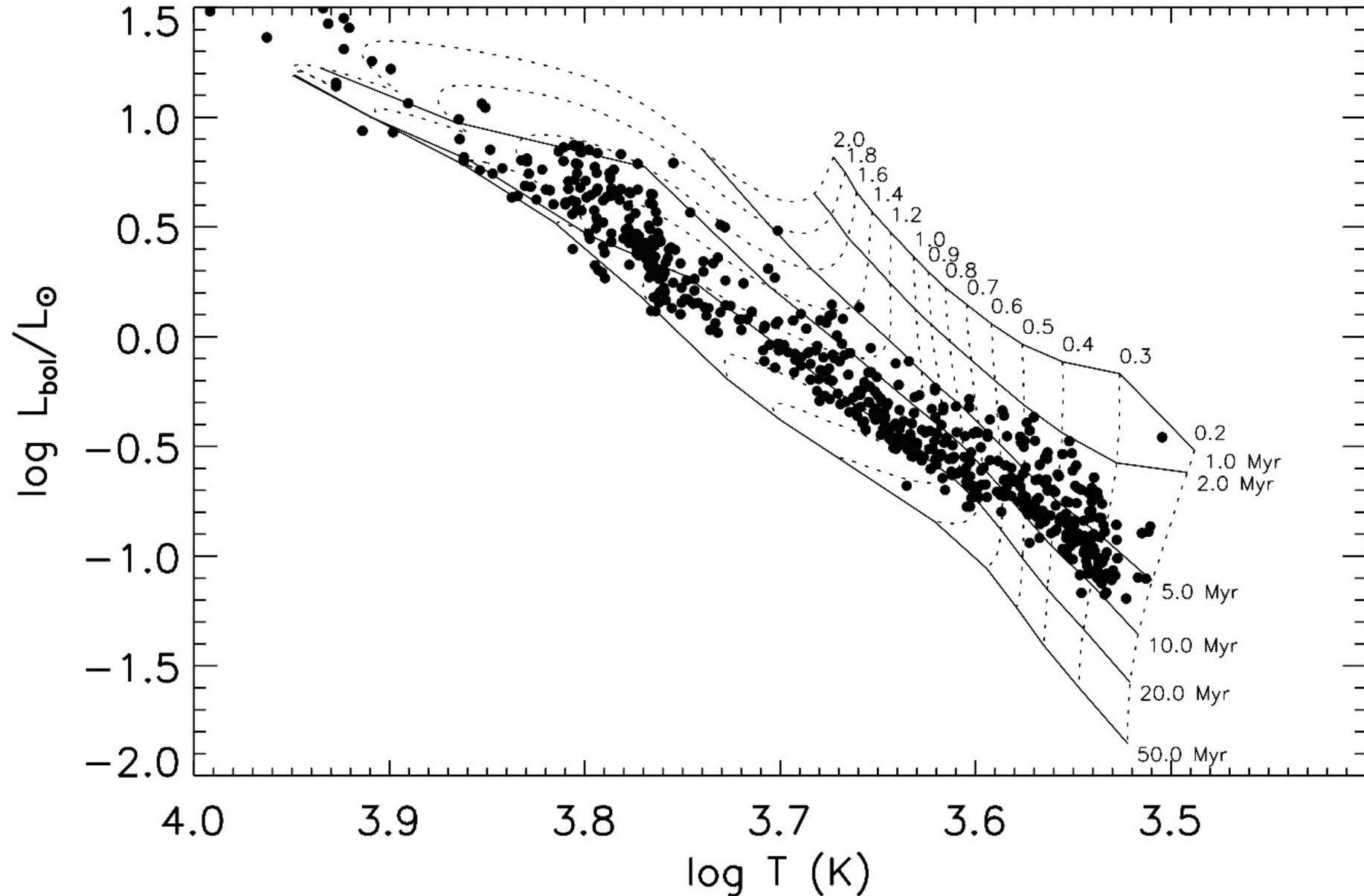
10 Gyr per $1 M_{\odot}$



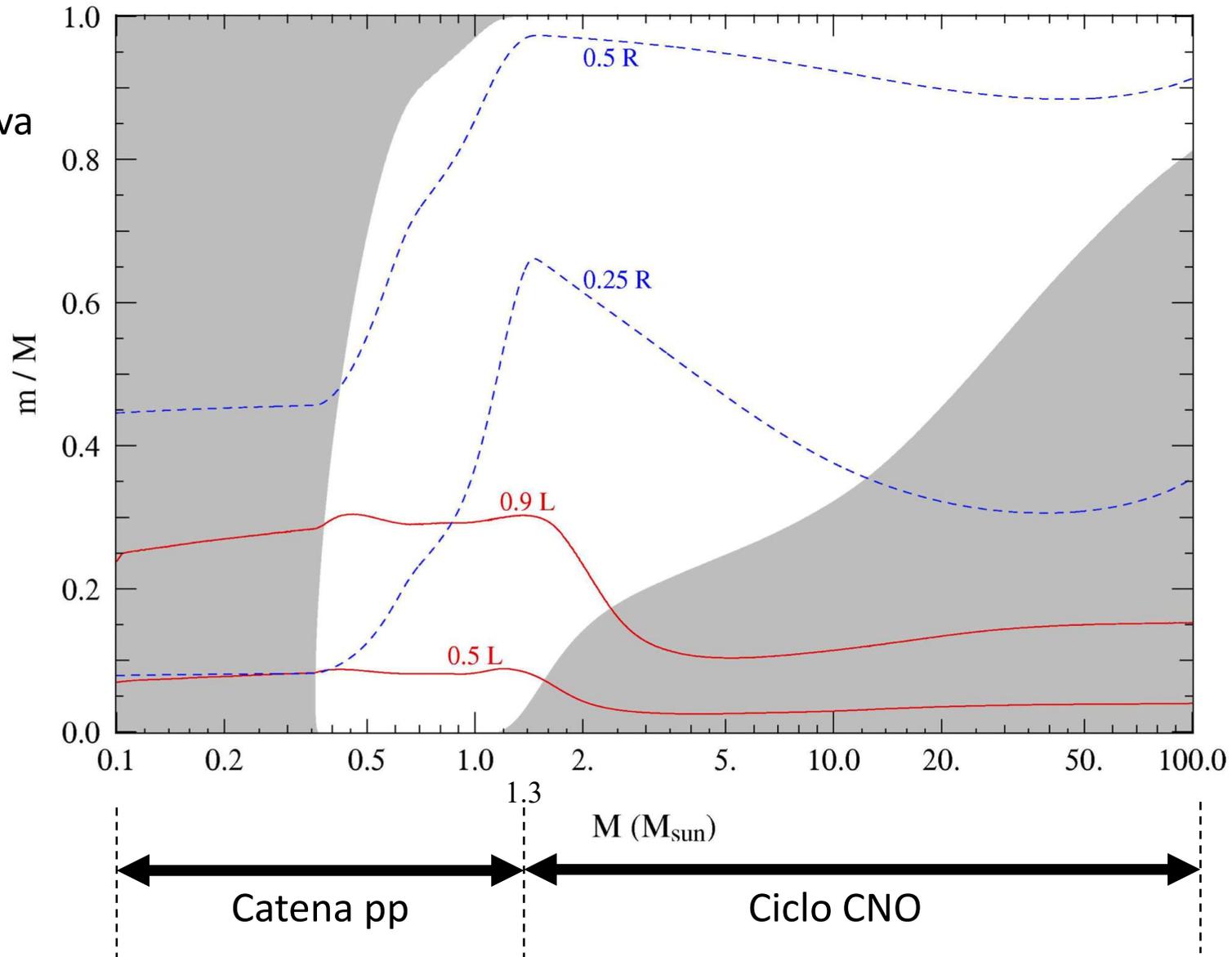
EVOLUZIONE STELLARE NEL DIAGRAMMA HR

Tracce evolutive e isocrone
(Siess et al. 2010)
con sovrapposte le posizioni
osservate per le stelle
dell'ammasso h Persei.

- Che età ha l'ammasso?
- Le stelle di h Persei hanno tutte esattamente la stessa età?



MAIN SEQUENCE PHASE



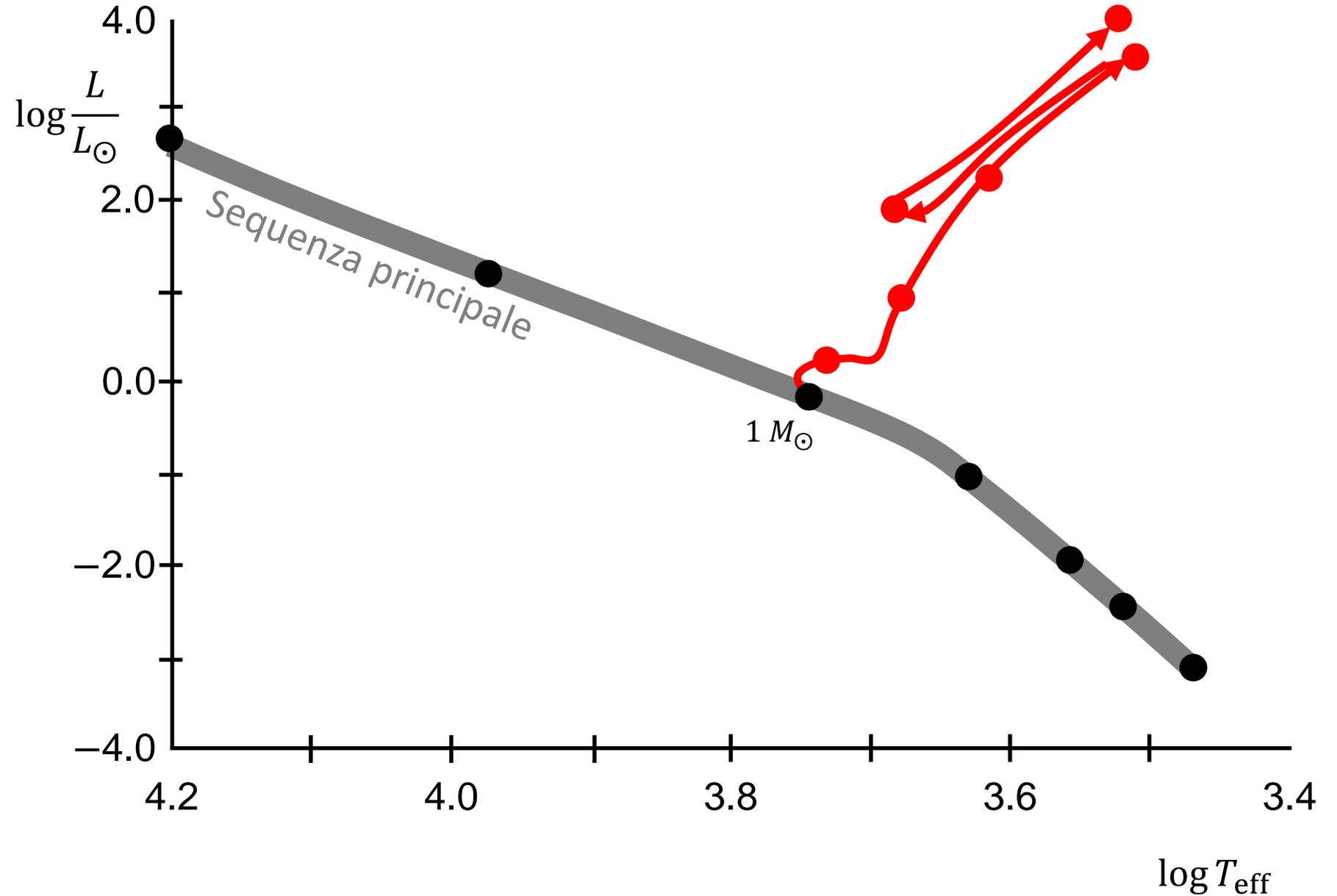
EVOLUZIONE STELLARE NEL DIAGRAMMA HR

Post-sequenza principale

Durata:

20 Myr per $5 M_{\odot}$

1 Gyr per $1 M_{\odot}$



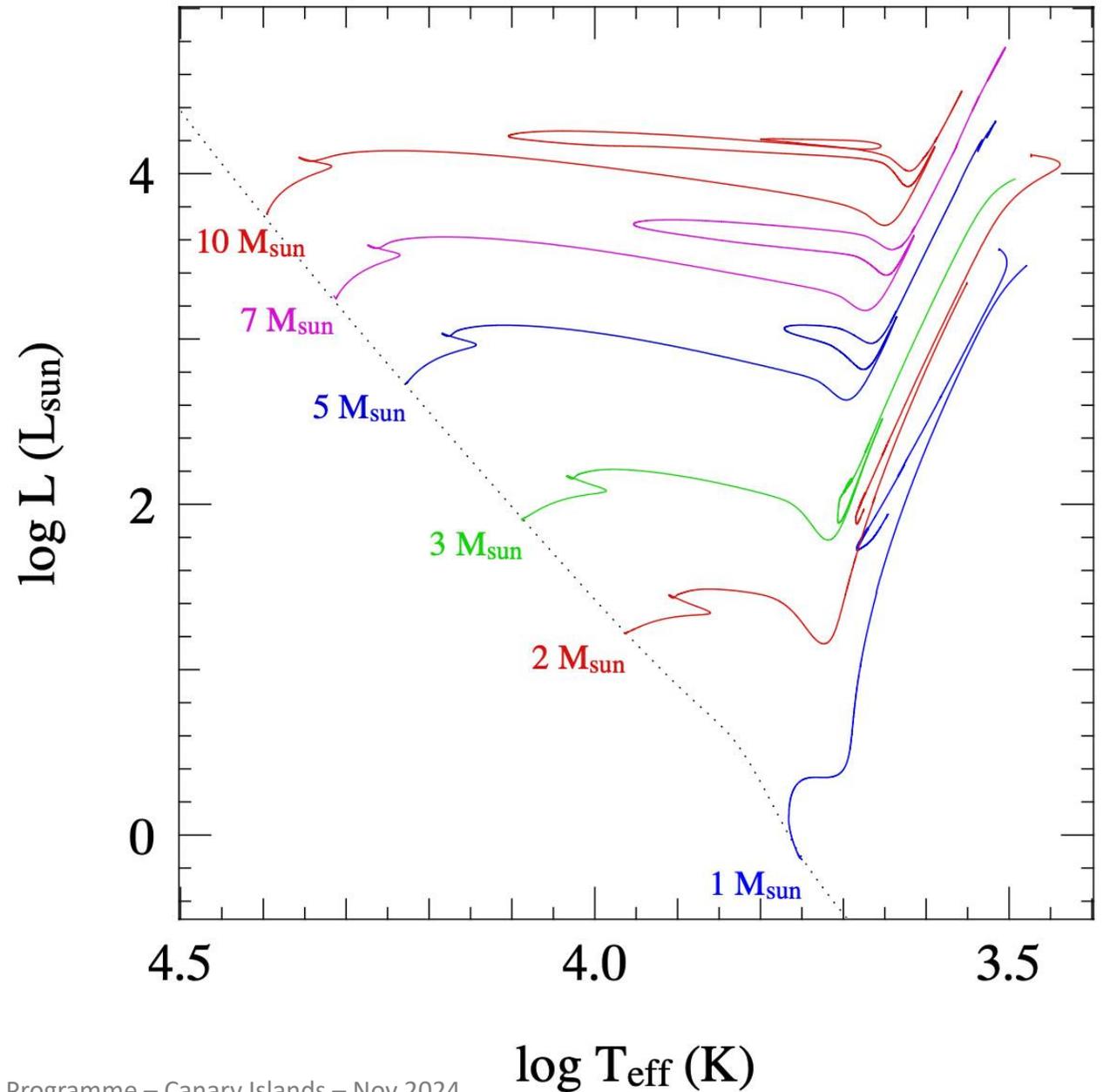
EVOLUZIONE STELLARE NEL DIAGRAMMA HR

Post-sequenza principale

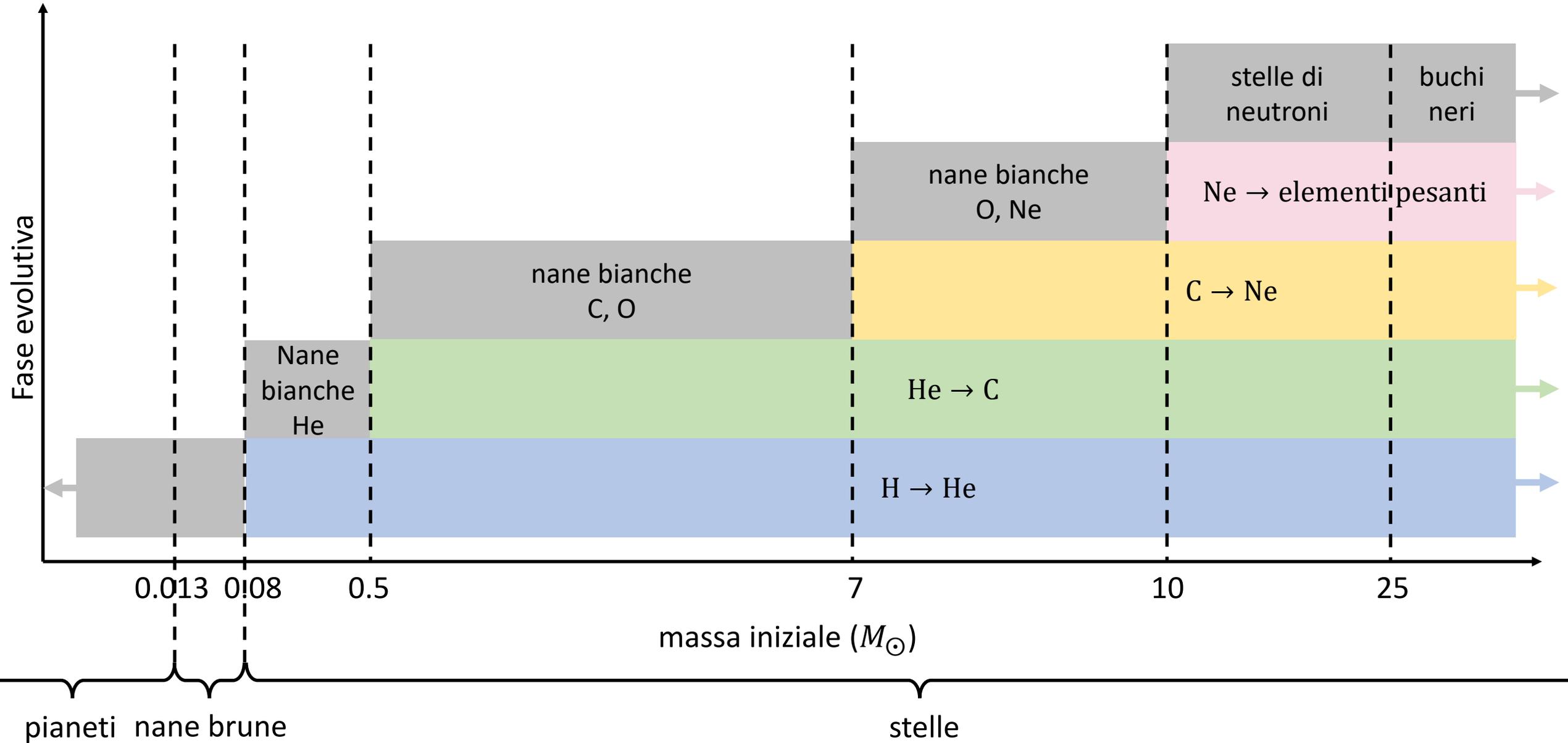
Durata:

20 Myr per $5 M_{\odot}$

1 Gyr per $1 M_{\odot}$



EVOLUZIONE STELLARE



EVOLUZIONE STELLARE: STADI FINALI

Nane bianche

massa $\sim 0.1 - 1.3 M_{\odot}$
raggio ~ 1 raggio terrestre } Densità $\sim 10^6 \text{ g cm}^{-3}$ (10^6 volte più del Sole)

temperatura iniziale $\sim 10^8 \text{ K}$, ma si raffreddano velocemente.

Sono composte da un plasma di nuclei e elettroni.

Alla forza di gravità si oppone la pressione di elettroni degeneri.

Stelle di neutroni

massa $\sim 1.4 - 2.4 M_{\odot}$
raggio $\sim 10 \text{ km}$ } Densità $\sim 10^{14} \text{ g cm}^{-3}$

temperatura iniziale $\sim 10^8 \text{ K}$, ma si raffreddano velocemente.

Sono composte da neutroni.

Alla forza di gravità si oppone la pressione di neutroni degeneri.

Buchi neri

Oggetti estremamente piccolo e massivi, che neanche la radiazione e.m. può uscirne.

METALLICITÀ NELLE STELLE

Metalli = elementi con numero atomico superiore a 2.

Metallicità = percentuale (in massa) in una stella di elementi più pesanti dell'elio

Importanza della metallicità

- Epoca di vita dell'Universo in cui si è formata una stella
(l'Universo si arricchisce di elementi pesanti, che sono prodotti nelle stelle)
- Fisica della stella
(l'efficienza del trasporto dell'energia verso l'esterno dipende molto dalla metallicità)

Misura della metallicità

- La misura della metallicità di una stella si basa sulla spettroscopia
(attraverso l'analisi delle righe spettrali prodotte dagli elementi pesanti)

VARIABILITÀ DELLE STELLE

Le stelle sono variabili su tempi scala che vanno dai secondi fino a tempi tipici dell'evoluzione stellare.

Cause della variabilità su tempi brevi:

- Fenomeni magnetici (brillamenti, presenza di macchie fotosferiche unita alla rotazione stellare)
- Fenomeni di accrescimento e/o espulsione di massa
- Oscillazioni

Principale testo di riferimento

Introduction to Stellar Astrophysics: Volume 3, Erika Böhm-Vitense (copertina rigida ISBN 978-0521344043; brossurata ISBN 9780521348713; ebook ISBN 978 0511623028 e ISBN 9780511873041).