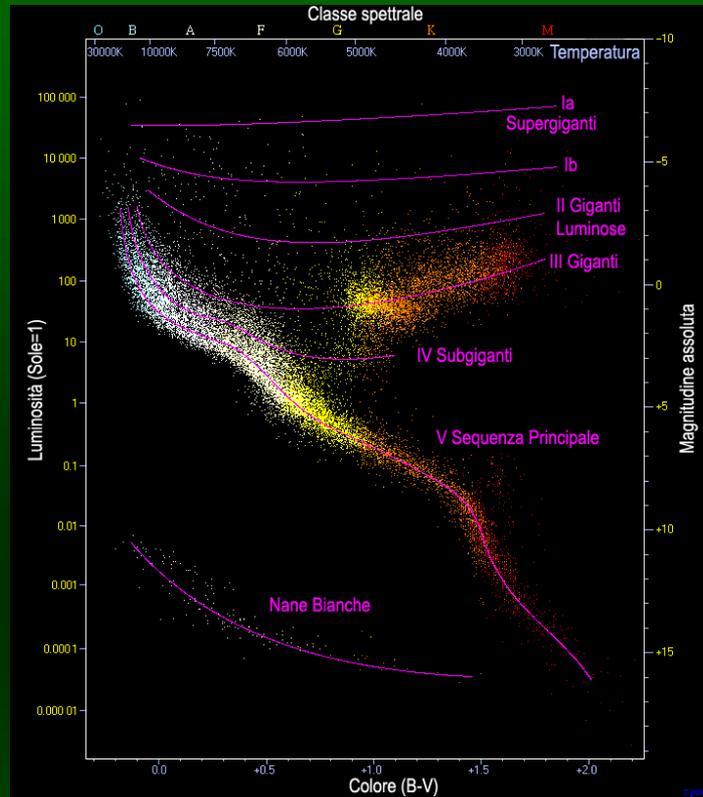


Stelle: la fusione nucleare



Primo Levi 2018-Roberto Bedogni

UNO SGUARDO ALLE STELLE, PIANETI, GALASSIE: INTRODUZIONE
ALL'ASTRONOMIA

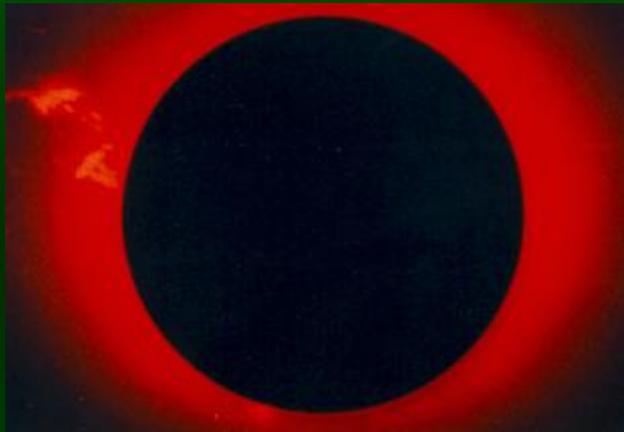
Bedogni Roberto INAF Osservatorio Astronomico di Bologna

<http://www.bo.astro.it/~bedogni/primolevi/>

email: roberto.bedogni@oabo.inaf.it

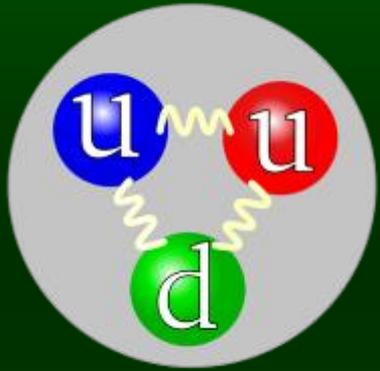
Il Sole

Il Sole nella
riga H α



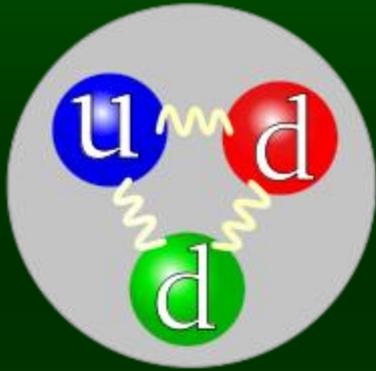
Distanza (km)	149 597 970 km ± 2
Massa (kg)	$1,989 \times 10^{30}$
Massa	332 830 M _T
Raggio equatoriale (km)	695 000
Raggio equatoriale	109 R _T
Periodo di rotazione (giorni)	25-36
Densità media (kg/m ³)	1410
Densità al centro (kg/m ³)	151300
Pressione al centro (bars)	$2,334 \cdot 10^{11}$
Pressione fotosferica (bars)	0,0001
Temperatura al centro (°K)	15,6 milioni °K
Temperatura fotosferica (°K)	5780
Temperatura coronale (°K)	Da 2 a 3 milioni °K
Velocità di fuga (km/sec)	618
Accelerazione di gravità (m/sec ²)	274
Luminosità (J/s)	$3,86 \times 10^{26}$
Magnitudine visuale	-26,8
Magnitudine assoluta bol.	4,74
Età (miliardi di anni)	4,55

Il protone



Classificazione:	barione
Composizione:	2 up, 1 down
Famiglia:	Fermione
Interazione:	Gravità, Elettromagnetica, Debole, Forte
Antiparticella:	Antiprotone
Scoperta:	Eugene Goldstein (1885)
Simbolo:	p^+
Massa:	$1,672\,621\,71(29) \times 10^{-27}$ kg $938,272\,029(80)$ MeV/c ² $1,007\,276\,466\,88(13)$ u.m.a
Carica elettrica:	$1,602\,176\,53(14) \times 10^{-19}$ C
Spin:	$\frac{1}{2}$

Il neutrone



Classificazione:	barione
Composizione:	1 up, 2 down
Famiglia:	Fermione
Interazione:	Gravità, Elettromagnetica, Debole, Forte
Antiparticella:	Antineutrone
Scoperta:	James Chadwick (1932)
Simbolo:	n
Massa:	$1,674\,927\,29(28) \times 10^{-27}$ kg 939,565 MeV/c ² 1,00898 u.m.a
Carica elettrica:	0
Spin:	1/2

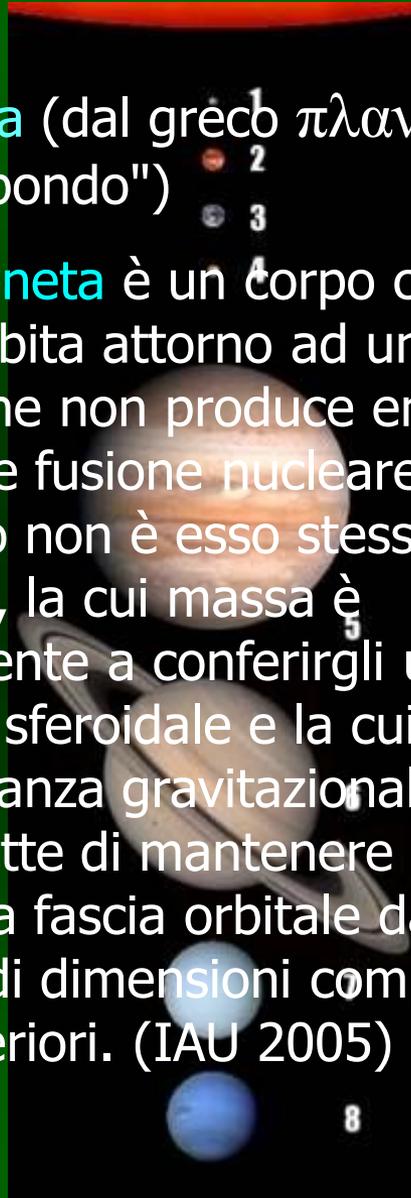
L'elettrone

Classificazione:	Particella elementare
Famiglia:	Fermione
Gruppo:	Leptone
Interazione:	Gravità, Elettromagnetica e Debole
Antiparticella:	Positrone
Scoperta:	J.J. Thomson (1897)
Simbolo:	e ⁻
Massa:	$9,109\ 382\ 6(16) \times 10^{-31}$ kg 0,510 998 918 (4) Mev/c ² 1/1882,888 u.m.a
Carica elettrica:	$1,602\ 176\ 53\ (14) \times 10^{-19}$ C
Spin:	1/2

Confronto tra pianeti e stelle

Pianeta (dal greco $\pi\lambda\alpha\nu\acute{\eta}\tau\eta\varsigma$, "vagabondo")

Un pianeta è un corpo celeste che orbita attorno ad una stella (ma che non produce energia tramite fusione nucleare, ovvero non è esso stesso una stella), la cui massa è sufficiente a conferirgli una forma sferoidale e la cui dominanza gravitazionale gli permette di mantenere libera la propria fascia orbitale da altri corpi di dimensioni comparabili o superiori. (IAU 2005)



L'atmosfera di Betelgeuse

Stella

Una stella è un corpo celeste che brilla di luce propria. In astronomia e astrofisica il termine designa uno sferoide luminoso di plasma che genera energia nel proprio nucleo attraverso processi di fusione nucleare

Dimensioni di Betelgeuse

Dimensioni dell'orbita terrestre

Dimensioni dell'orbita di Giove

La Nucleosintesi primordiale

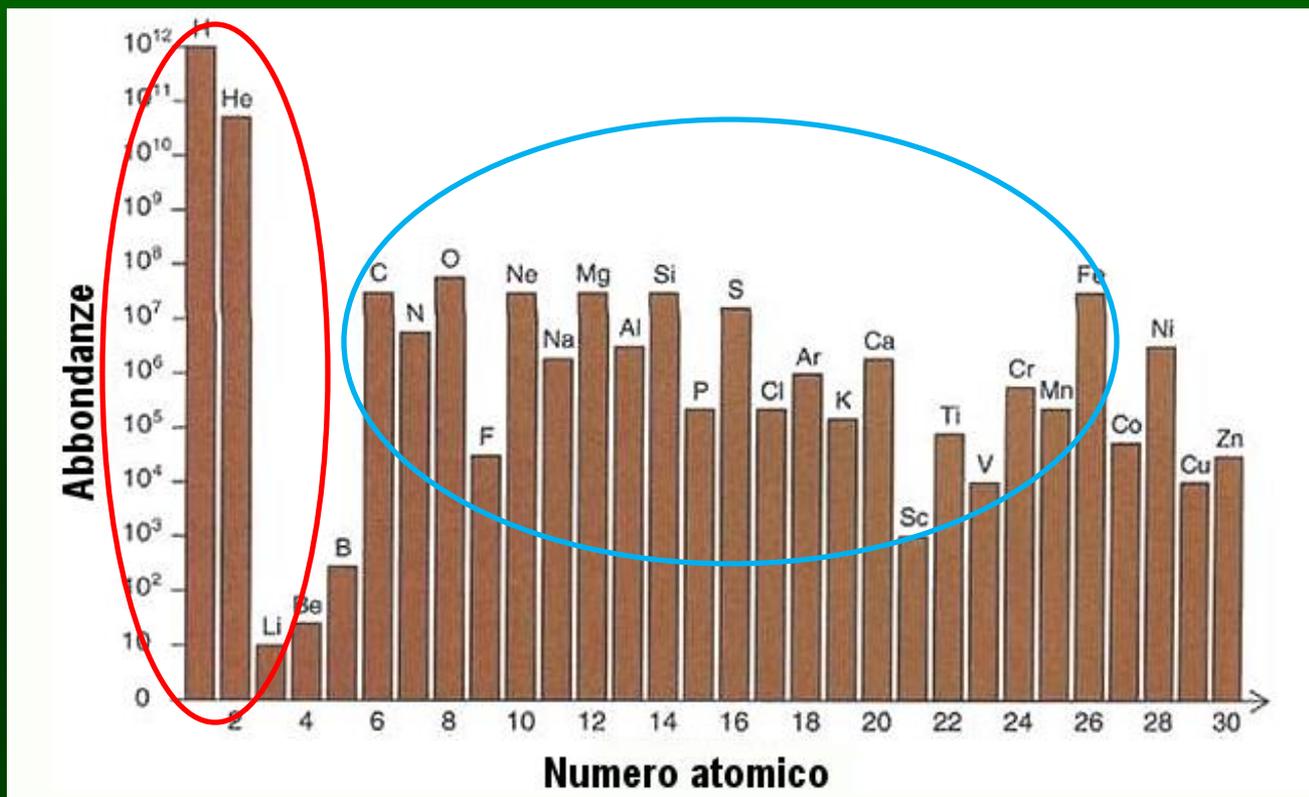
- H = 75%
- ^4He = 24%
- ^2H = 0,1%
- ^3He = 0,01%
- ^7Li = 0,00000001%



Quando l'universo si è raffreddato (circa 3 minuti), i neutroni si sono trasformati in protoni ed elettroni oppure si sono combinati con i protoni nel deuterio, un isotopo di idrogeno. In seguito la maggior parte del deuterio si è combinata in elio e si è prodotto del litio, finché la diminuzione della temperatura e della densità resero altre fusioni improbabili.

Quindi nei primi tre minuti dopo il Big Bang si sono formati elementi leggeri (la cosiddetta **nucleosintesi primordiale**), la cui abbondanza finale in percentuale dipende dal rapporto tra fotoni e barioni (neutroni e protoni) e dal numero di specie di neutrini.

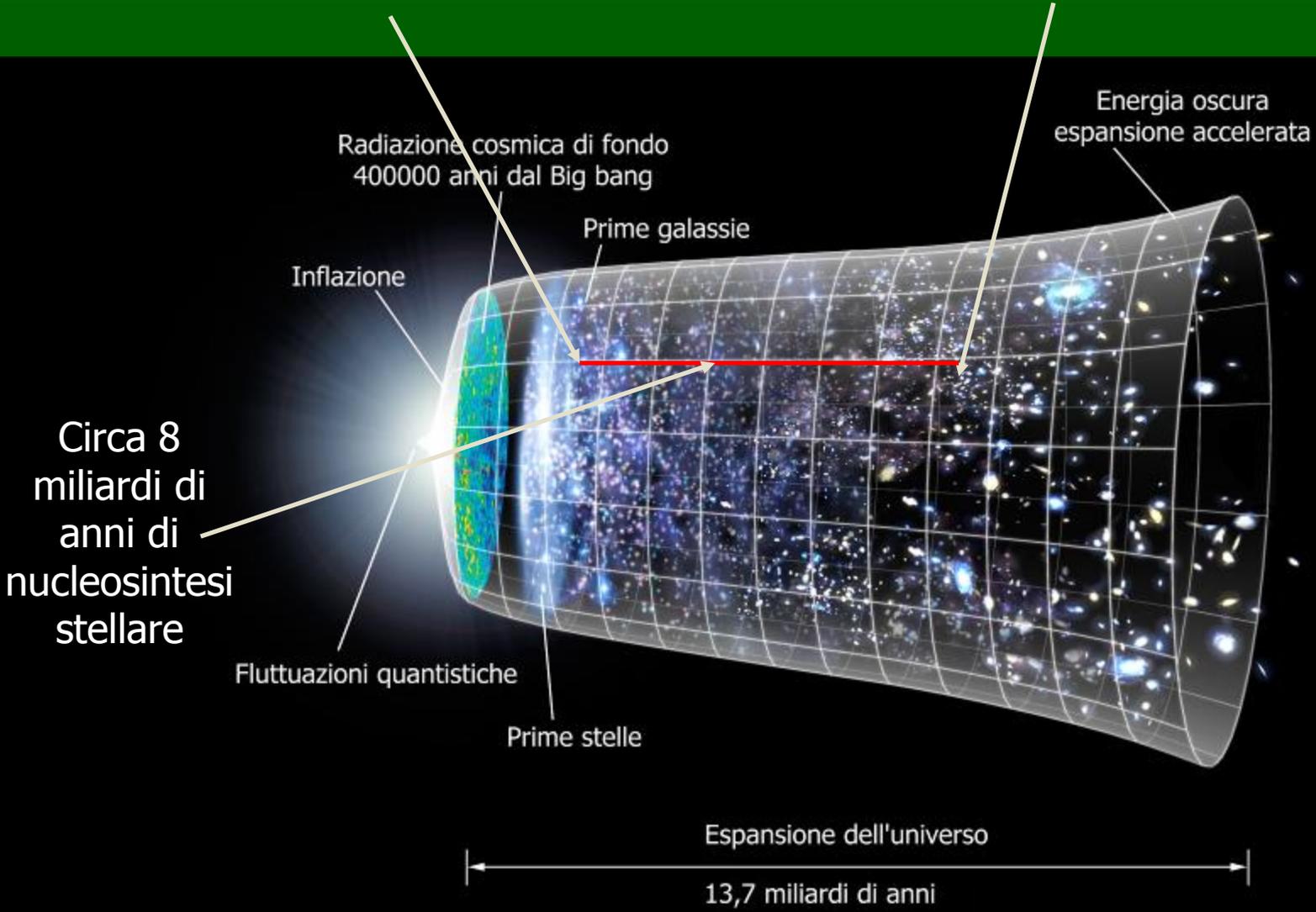
Le abbondanze degli elementi



Le abbondanze previste dalla teoria sono in buon accordo con le osservazioni, che mostrano come l'elemento più diffuso nell'universo sia l'idrogeno (circa il 75%), seguito dall'elio (circa il 24%), mentre gli elementi più pesanti rappresentano soltanto una frazione trascurabile del totale.

Formazione della Via Lattea 13 miliardi di anni fa

Formazione del Sistema solare 4,5 miliardi di anni fa



L'evoluzione dell'universo

La tavola periodica degli elementi

TAVOLA DI MENDELEEV

Gruppo	1	2		3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18
Periodo																			
1	1 H																		2 He
2	3 Li	4 Be												5 B	6 C	7 N	8 O	9 F	10 Ne
3	11 Na	12 Mg												13 Al	14 Si	15 P	16 S	17 Cl	18 Ar
4	19 K	20 Ca		21 Sc	22 Ti	23 V	24 Cr	25 Mn	26 Fe	27 Co	28 Ni	29 Cu	30 Zn	31 Ga	32 Ge	33 As	34 Se	35 Br	36 Kr
5	37 Rb	38 Sr		39 Y	40 Zr	41 Nb	42 Mo	43 Tc	44 Ru	45 Rh	46 Pd	47 Ag	48 Cd	49 In	50 Sn	51 Sb	52 Te	53 I	54 Xe
6	55 Cs	56 Ba	*	71 Lu	72 Hf	73 Ta	74 W	75 Re	76 Os	77 Ir	78 Pt	79 Au	80 Hg	81 Tl	82 Pb	83 Bi	84 Po	85 At	86 Rn
7	87 Fr	88 Ra	**	103 Lr	104 Rf	105 Db	106 Sg	107 Bh	108 Hs	109 Mt	110 Uun	111 Uuu	112 Uub	113 Uut	114 Uuq	115 Uup	116 Uuh	117 Uus	118 Uuo
*Lantanidi			*	57 La	58 Ce	59 Pr	60 Nd	61 Pm	62 Sm	63 Eu	64 Gd	65 Tb	66 Dy	67 Ho	68 Er	69 Tm	70 Yb		
**Attinidi			**	89 Ac	90 Th	91 Pa	92 U	93 Np	94 Pu	95 Am	96 Cm	97 Bk	98 Cf	99 Es	100 Fm	101 Md	102 No		

Z => numero di elettroni = numero protoni

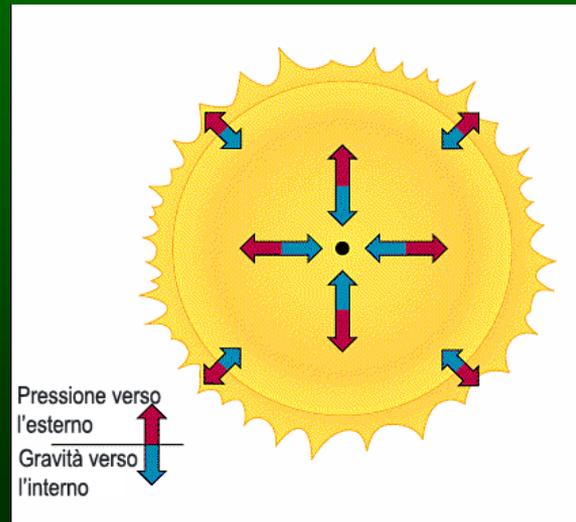
A => numero di protoni e neutroni = numero di massa

N = A - Z => numero di neutroni

u.m.a = $1,66 \cdot 10^{-24}$ gr = $1,66 \cdot 10^{-27}$ kg

Come e dove si costruiscono gli
elementi

L'equilibrio idrostatico nell'interno delle stelle



Perché una stella si “sostenga” è necessario che
Gravità \leftrightarrow Pressione del gas NB equilibrio termodinamico locale

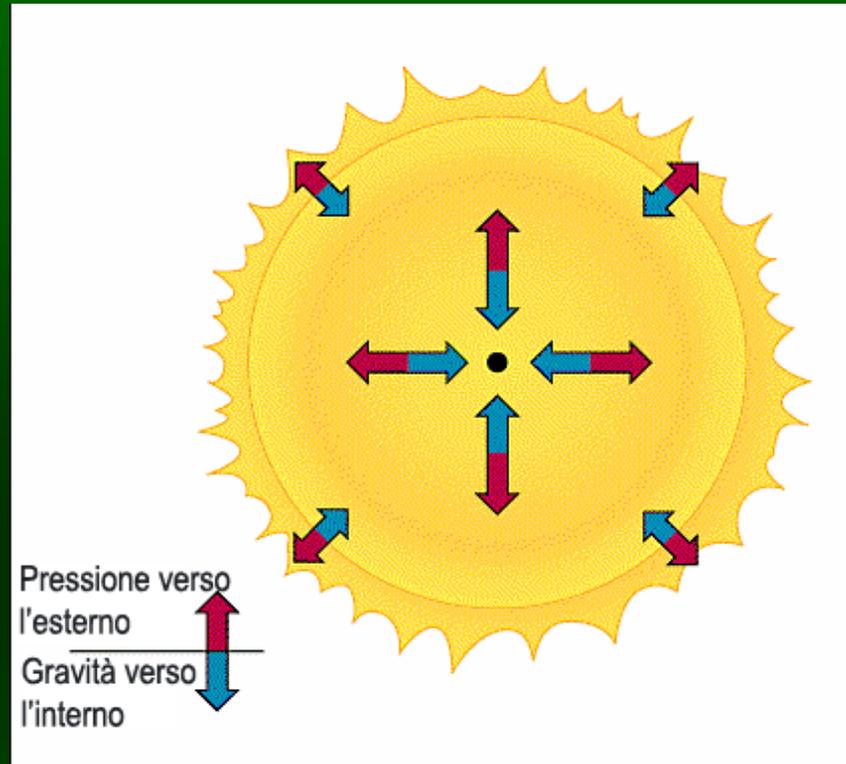
Se la compensazione avviene su tempi “brevi” (rispetto ai cambiamenti intrinseci della struttura), allora possiamo parlare di “**equilibrio idrostatico**”

Legge di Archimede

e P = pressione del gas (gas perfetto): $P = \rho RT / \mu$ ($R = 8,314 \cdot 10^7$ erg/(gradi mol) e μ = peso medio molecolare)

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

La violazione dell'equilibrio idrostatico



In assenza di un'azione di "sostegno" da parte della radiazione, e quindi senza equilibrio idrostatico, la stella, cioè la sfera di gas collasserebbe rapidamente sotto l'azione della sua autogravità

$$a = v/t = (G M)/R^2$$

$$v/t = (R/t)/t$$

$$t \approx \sqrt{(R^3/GM)} \approx 1000 \text{ sec}$$

Il «tempo di condensazione lenta» o tempo di Kelvin

Se non esistono altre fonti di energia la stella emette energia elettromagnetica a spese della sua energia gravitazionale. Al più l'energia irradiata può essere uguale a metà dell'energia gravitazionale

Tempo di Kelvin

$$t_K = -\Omega/L$$

dove $-\Omega$ = energia gravitazionale ed L = luminosità della stella

$-\Omega$ = lavoro effettuato dalla gravità quando una massa M inizialmente dispersa dentro un volume molto grande si condensa entro il raggio R della stella

Non è difficile ottenere

$$-\Omega = (3/5) G \cdot M^2/R$$

e quindi ricavare il tempo caratteristico come

$$t_K = 9,35 \cdot 10^6 M^2 / (L \cdot R)$$

con M , L ed R in unità solari

t_K è il tempo per condensare una massa M entro un raggio R irradiando una quantità di energia per secondo pari ad L

Il tempo di evoluzione nucleare



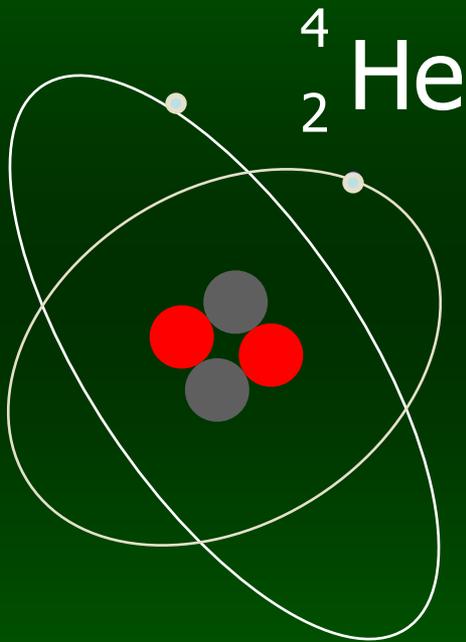
Se invece esistono reazioni di fusione, che trasformano l'idrogeno in elementi più pesanti si ha una trasformazione in energia termica di meno dell'1% della energia a riposo c^2M

Se tutta l'energia liberata è irradiata sotto forma di onde elettromagnetiche e se la massa M della stella che prende parte ai processi di fusione è il 10% della massa totale il tempo di evoluzione nucleare è:

$$t_n = 0,001 \cdot c^2 (M/L) = 1,5 \cdot 10^{10} (M/L) \text{ in anni}$$

Fisica atomica

Fisica atomica-nomenclatura



$Z \Rightarrow$ numero di elettroni

$A \Rightarrow$ numero di protoni e neutroni

$N = A - Z \Rightarrow$ numero di neutroni

Costruiamo ... gli elementi

Possediamo due tipi di mattoni protoni (p ●) e neutroni (n ●)

1 ● Idrogeno

2 + 2 ●● Elio

3 + 3 ●●● Litio

4 + 4 ●●●● Berillio

5 + 5 ●●●●● Boro

6 + 6 ●●●●●● Carbonio

7+7 Azoto

8+8 Ossigeno

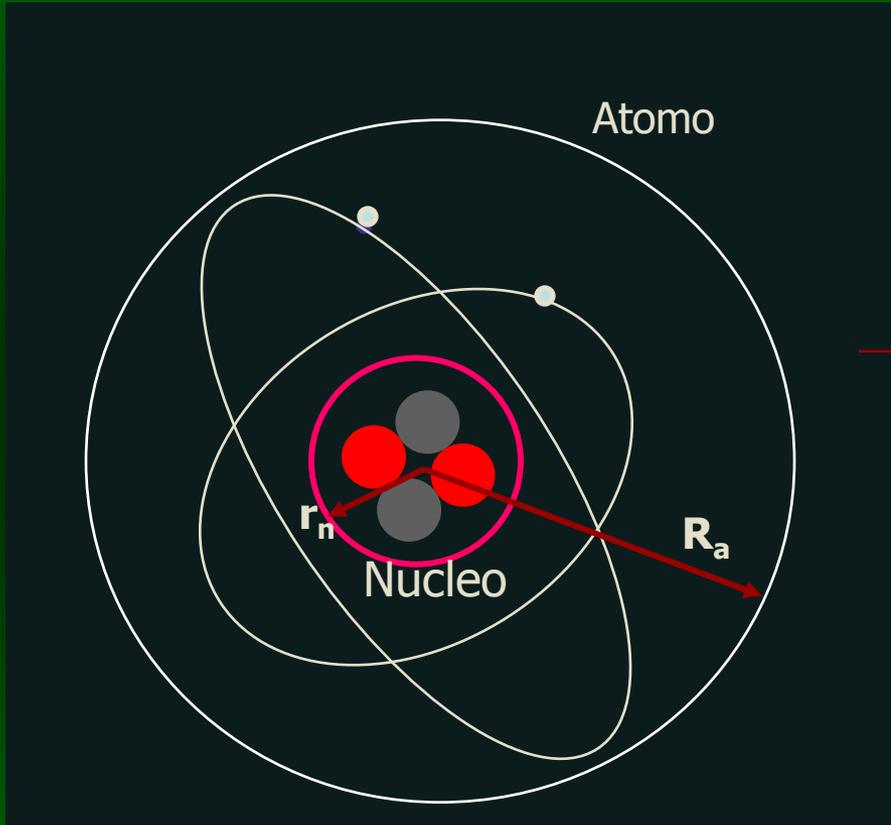
9+9 Fluoro

10+10 Neon

11+11 Sodio

.....

I nuclei e l'energia di legame



$$R_{\text{atomo}} \sim 10^{-8} \text{ m}$$

$$r_{\text{nucleo}} \sim 10^{-14} \text{ m}$$

Il nucleo è molto più piccolo dell'atomo

$$m_{\text{protone}} \sim 1,00726 \text{ u.m.a.}$$

$$m_{\text{neutrone}} \sim 1,00898 \text{ u.m.a.}$$

$$m_{\text{elettrone}} \sim 0,00054 \text{ u.m.a.}$$

$$1 \text{ u.m.a.} = 1,660538 \cdot 10^{-27} \text{ Kg}$$

La massa dell'atomo è quasi tutta concentrata nel nucleo

L'energia di legame-deuterio

$$m_{\text{protone}} \sim 1,00726 \text{ u.m.a.} = 938,272 \text{ MeV}$$

$$m_{\text{neutrone}} \sim 1,00898 \text{ u.m.a.} = 939,565 \text{ MeV}$$

$$m_{\text{deuterio}} \sim 2,01474 \text{ u.m.a.} = 1876,01 \text{ MeV}$$

$$1 \text{ u.m.a.} = 1,660538 \cdot 10^{-27} \text{ Kg}$$

$$1 \text{ MeV}/c^2 = 1,074 \cdot 10^{-3} \text{ u.m.a.} \quad (1 \text{ MeV} = 1 \text{ milione di elettron Volt} = 10^6 \cdot 1,6022 \cdot 10^{-19} \text{ J})$$

Il nucleo di deuterio ha una massa che è circa 0,0015 u.m.a. inferiore alla somma delle masse del protone e del neutrone

La fusione del deuterio può avvenire mediante una reazione del tipo:



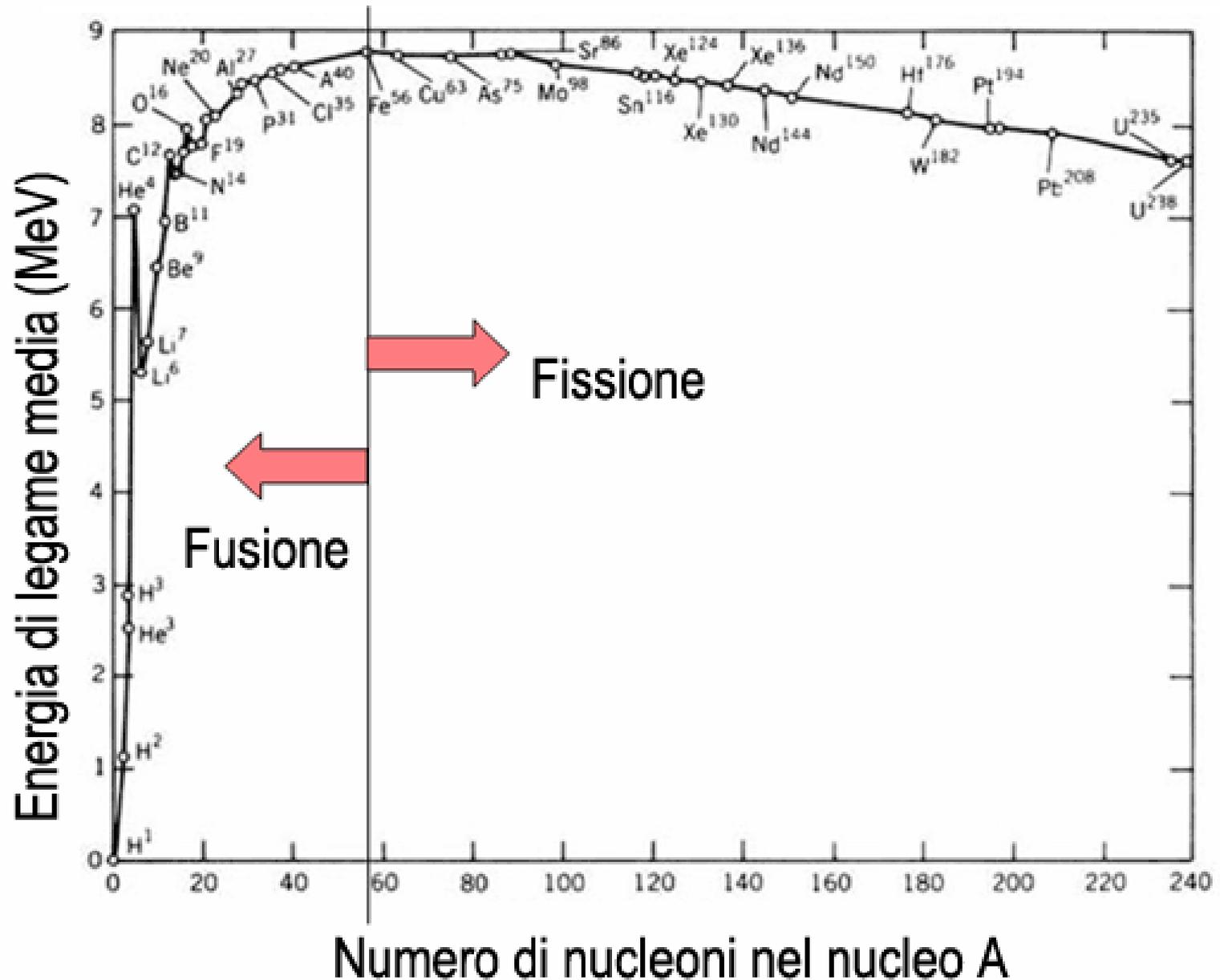
Dove l'elio funziona da catalizzatore ma avendo una vita media molto breve può essere trascurato

Perché i protoni in condizioni ordinarie non formano deuterio ??

Perché la barriera coulombiana è di circa 1,4 MeV e quindi solo particelle con temperature di circa $16 \cdot 10^9$ °K possono superarla !

Ma ciò può avvenire anche a temperature minori e per capirne il motivo bisogna considerare la fisica quantistica.

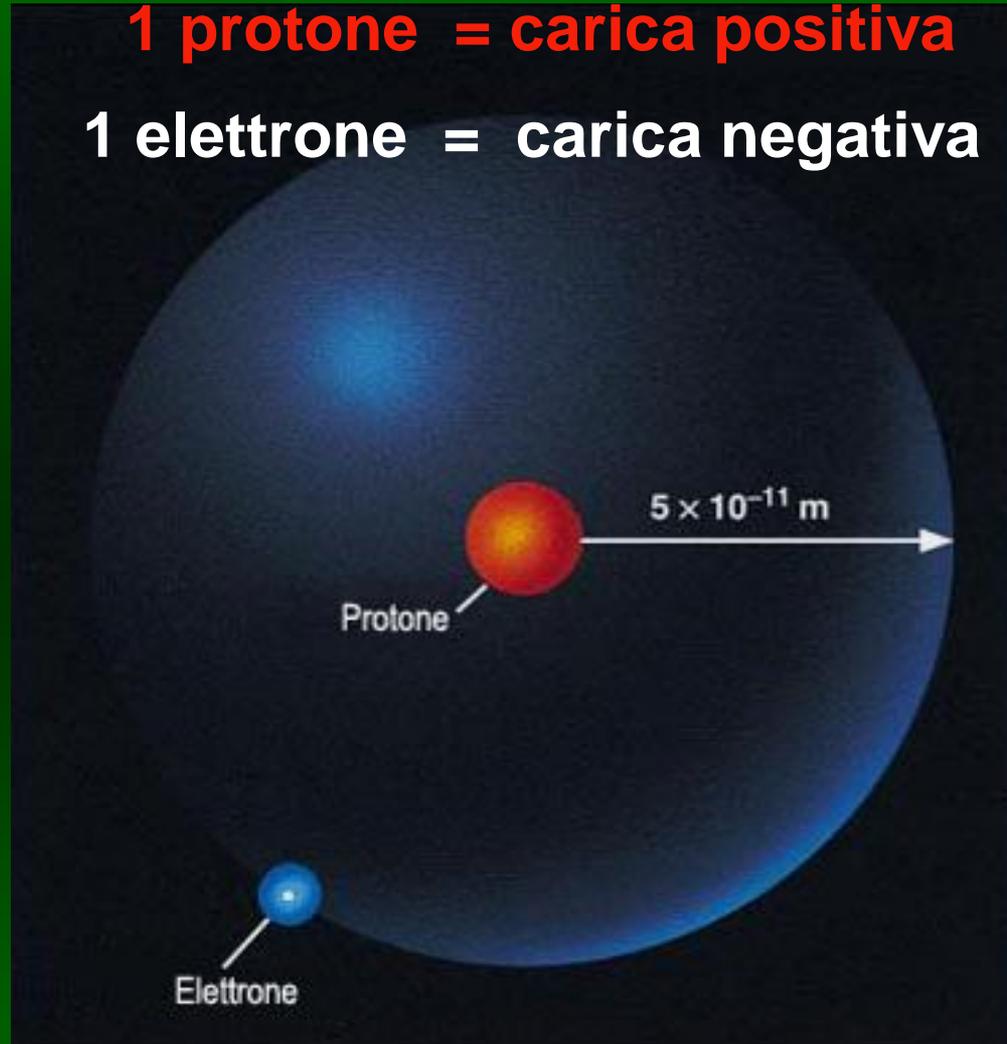
L'energia di legame



Atomo di Idrogeno

1 protone = carica positiva

1 elettrone = carica negativa



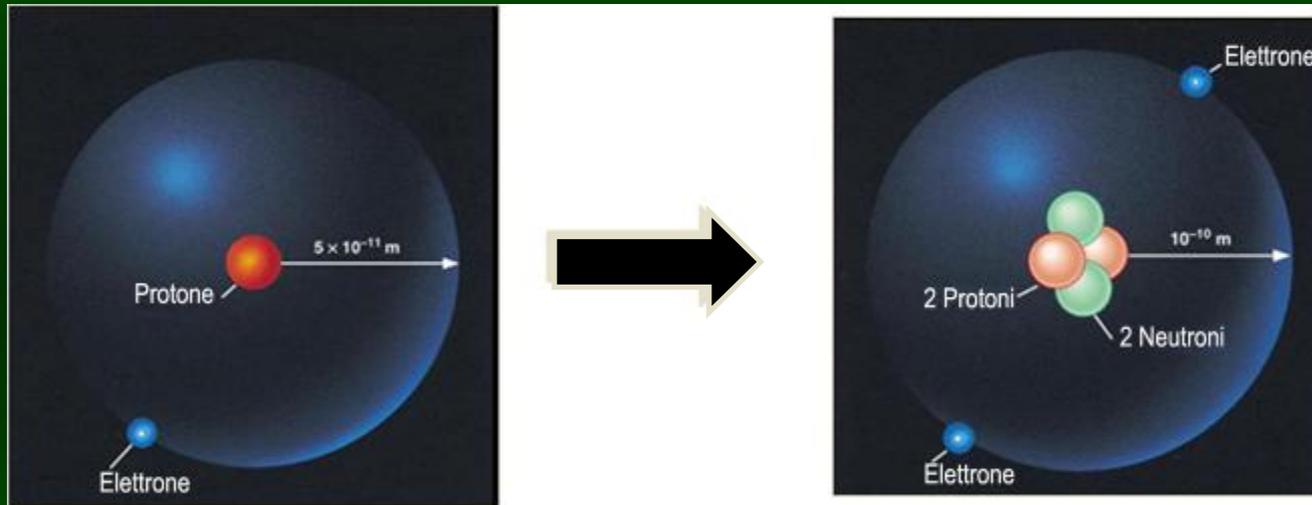
Massa protone \sim 2000 massa elettrone

Fusione nucleare

Energia nucleare?



4 X



0,007 della massa di un atomo di Idrogeno è trasformata in energia

Sarà sufficiente?

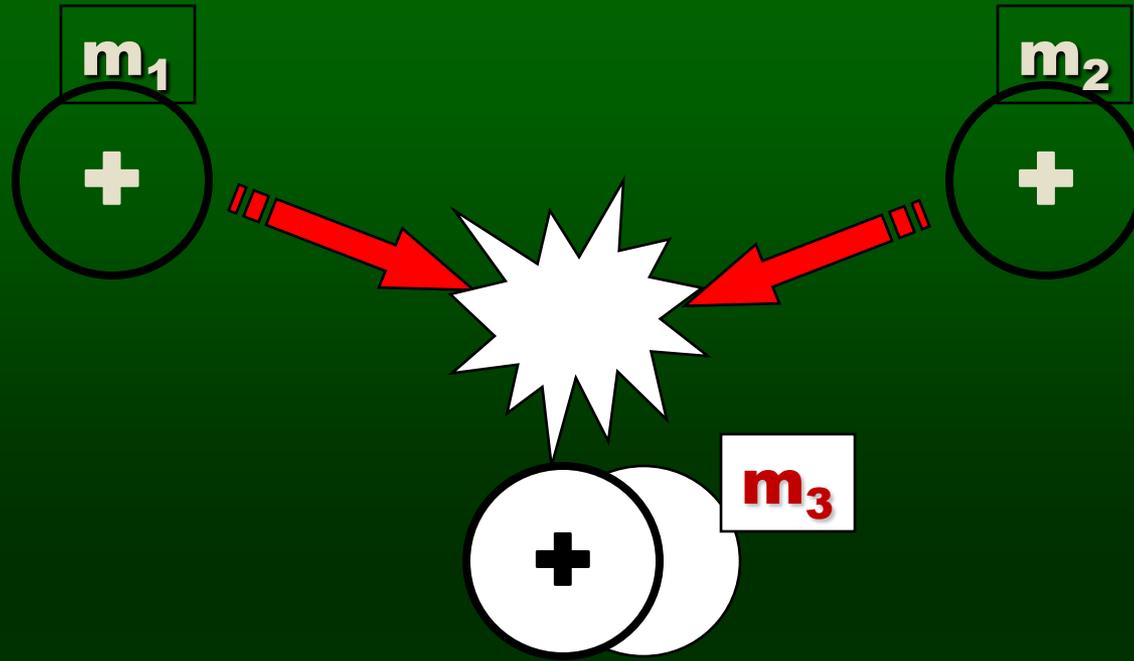
Energia sviluppata in Watt

$$4 \cdot 10^{26} \text{ Watt}$$

=

400.000.000.000.000.000.000.000.000 Watt

Come avviene il processo di fusione ?

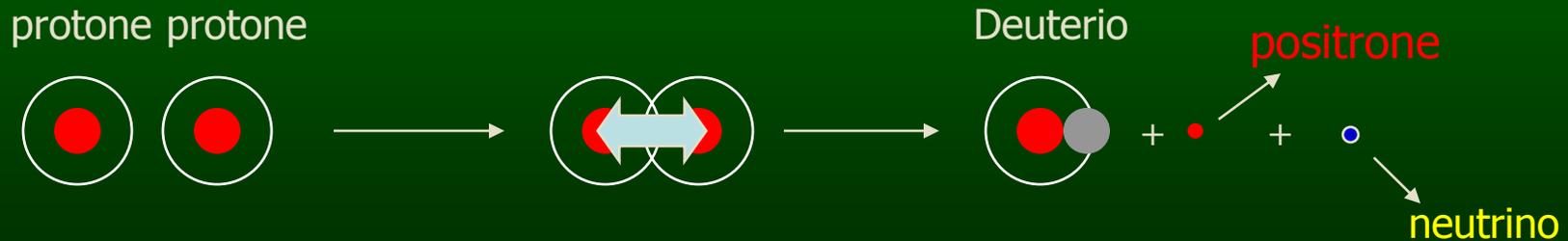


$$m_1 + m_2 > m_3$$

$$\delta m$$

$$E = mc^2$$

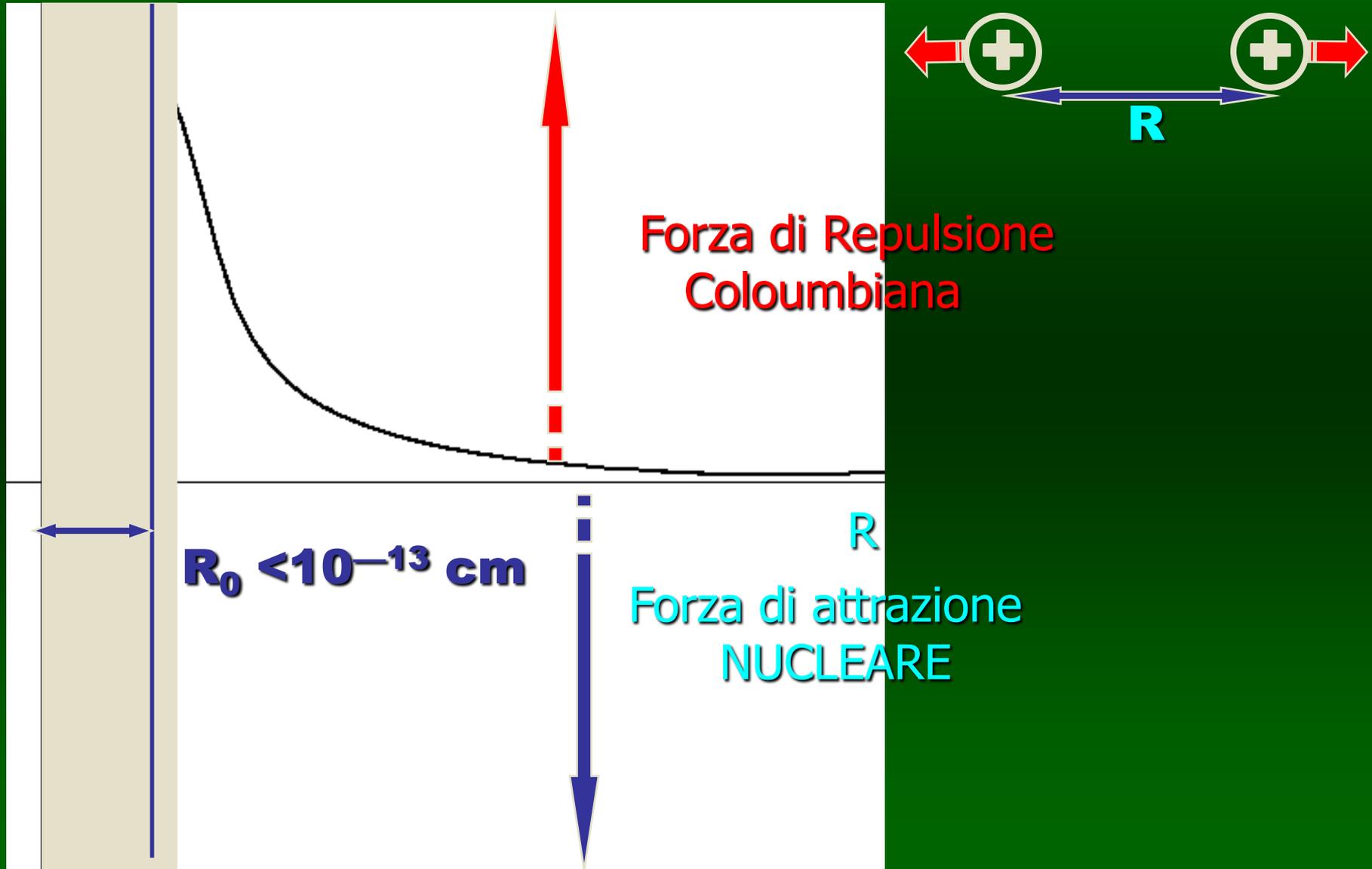
La fusione di H: ciclo p-p

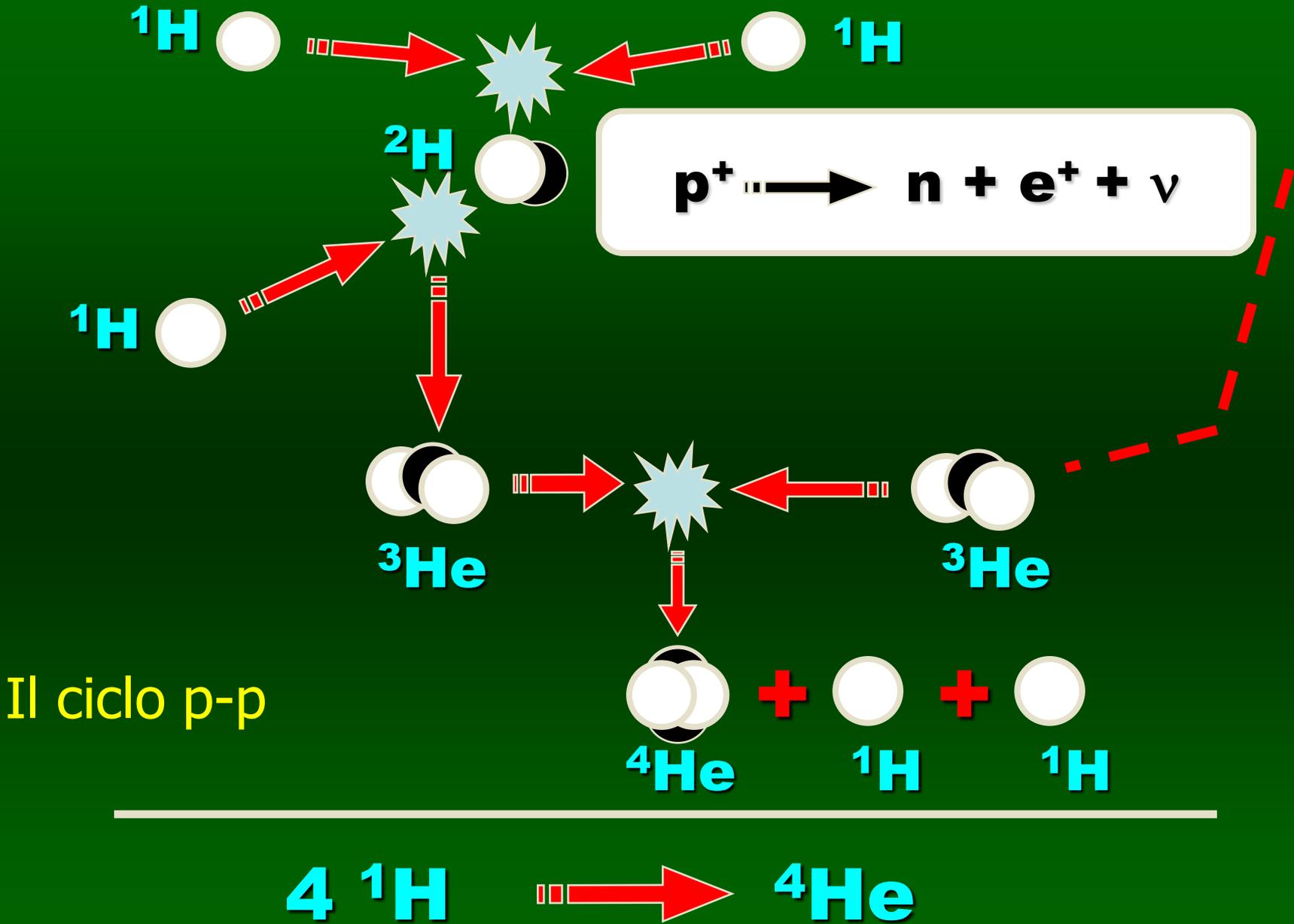


Affinché due protoni possano unirsi e formare un nucleo di deuterio, D, occorre superare la barriera coulombiana, poi agiscono le forze nucleari, che tendono ad unire le due particelle.

Questa circostanza si verifica in condizioni di altissima densità e temperatura attorno ai dieci milioni di gradi

C'è solo un problema: l'effetto tunnel





Il ciclo p-p



Bethe 1939-II ciclo protone protone



Il ciclo protone protone:varianti



Il ciclo p-p in peso

$$m_{\text{H}^+} = 1,0078$$

$$4p^+ = 4,0312$$

$${}^4\text{He}^{++} = 4,0026$$

la perdita di massa è di:

$$\Delta m = 0,0286 \quad (0,7\%)$$

Sulla base della legge di Einstein

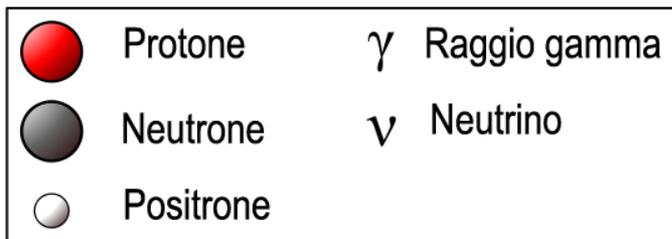
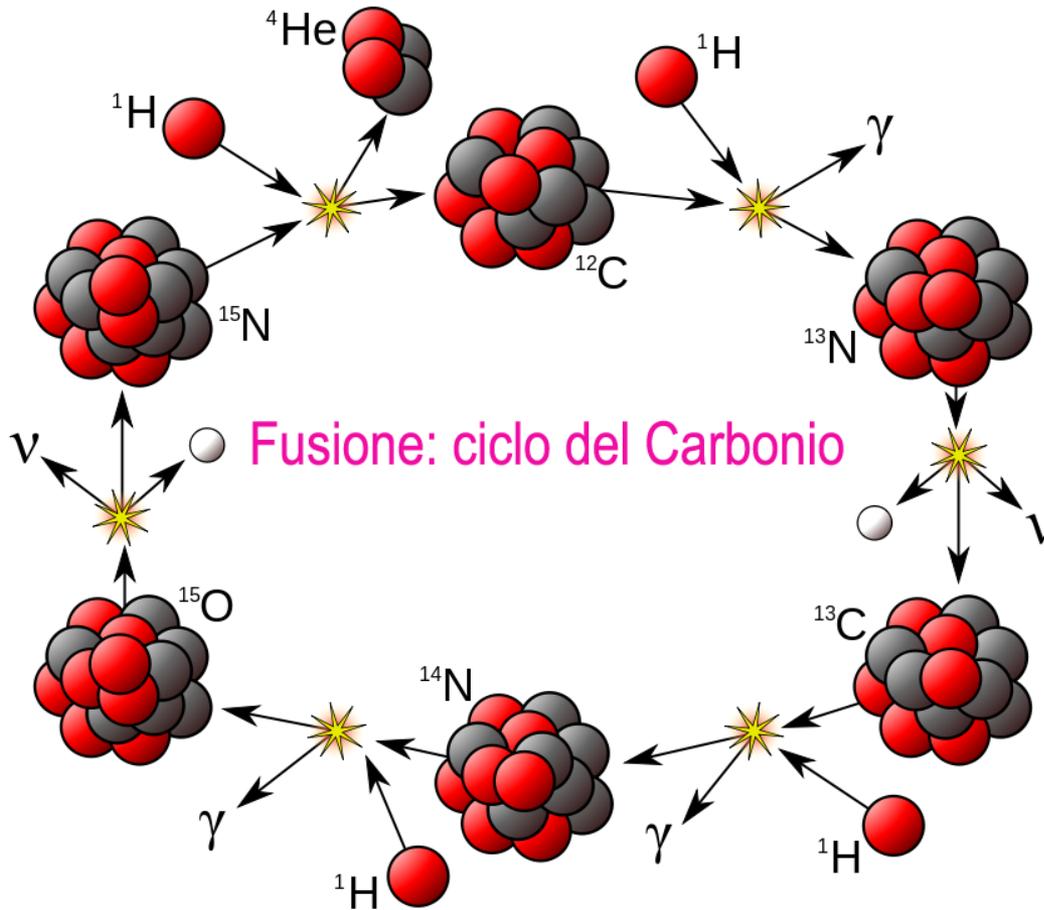
$$\Delta E = \Delta mc^2$$

Se si trasforma 1 grammo di H, l'energia emessa è:

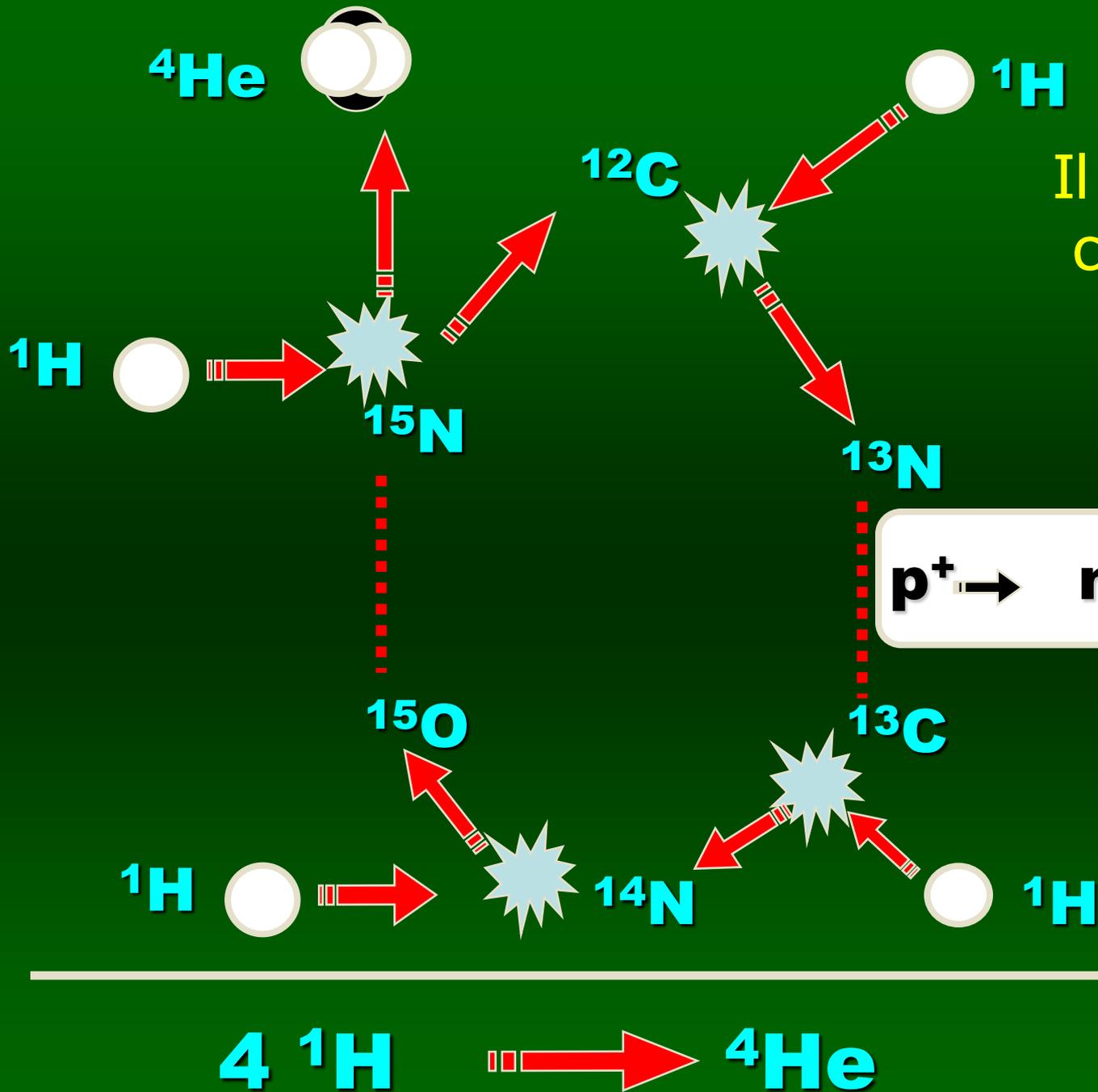
$$\Delta E \sim 0,007 \cdot 9 \cdot 10^{20} \sim 6,3 \cdot 10^{18} \text{ erg}$$

La massa del Sole basterebbe per **105 miliardi di anni**

Il ciclo del carbonio

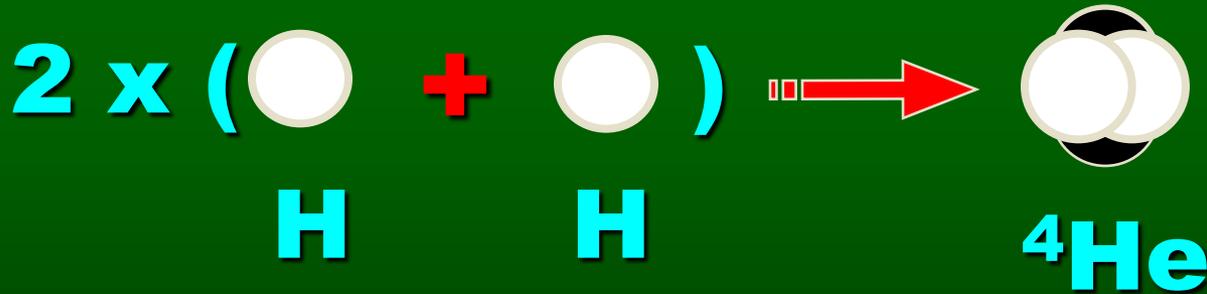


Il ciclo del carbonio trasforma anche lui 4 atomi di Idrogeno in 1 atomo di Elio ma con "catalizzatori" diversi e per stelle di massa superiore a $1,3 M_{\odot}$



Il ciclo del carbonio

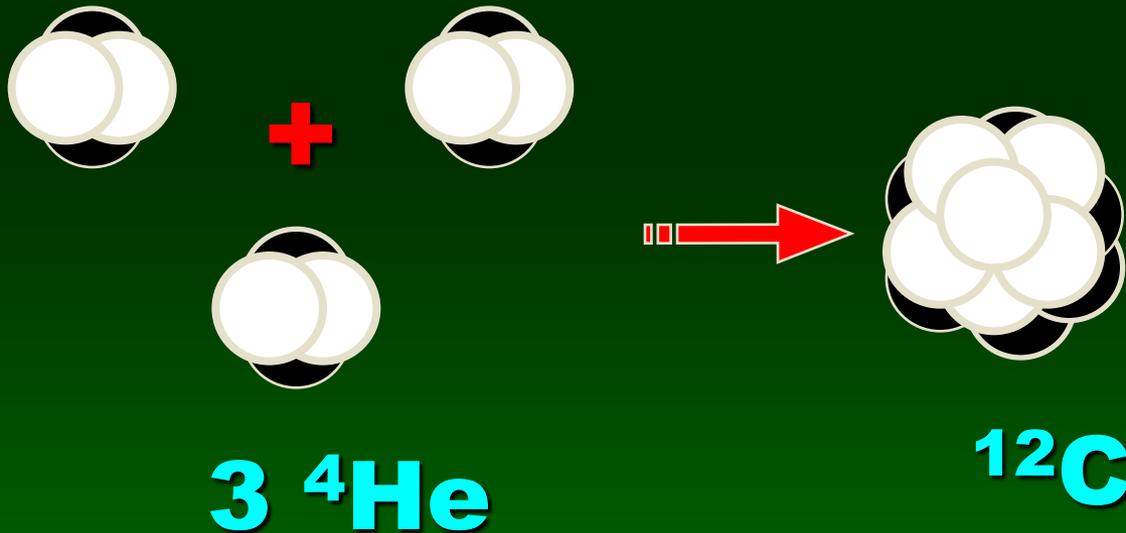
$$p^+ \rightarrow n + e^+ + \nu$$



REAZIONE 1

Ciclo p-p

10 milioni di gradi



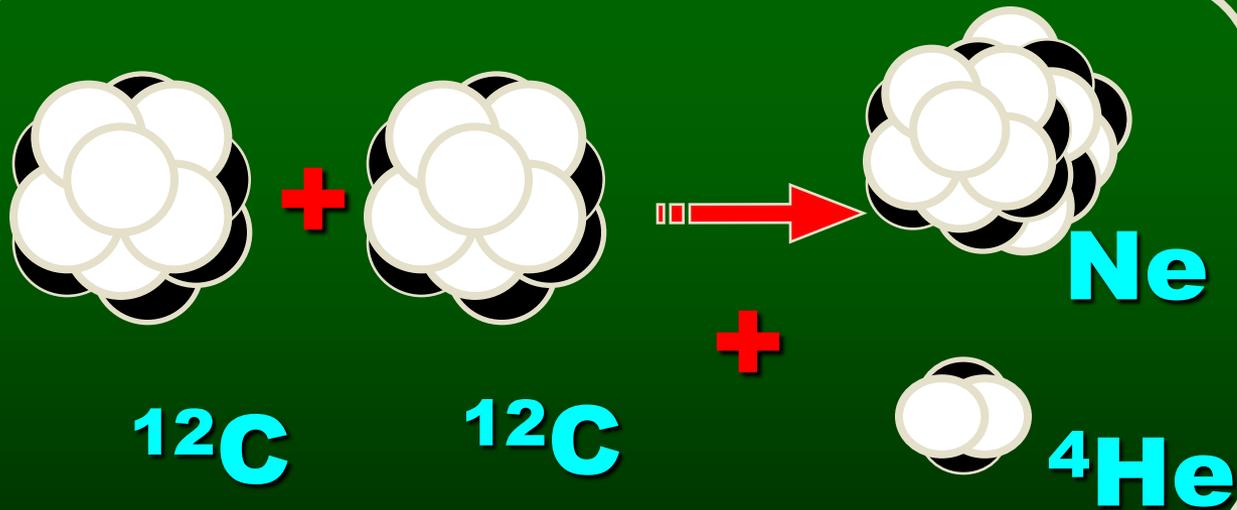
REAZIONE 2

Ciclo 3 alfa

100 milioni di gradi

Ciclo dell'elio

Reazioni a più
alta
temperatura



REAZIONE 3
800 milioni di gradi



.....
 ^{56}Fe



+



+



FOTO-DISINTEGRAZIONE



$T \gg 10^{10} \text{ } ^\circ\text{K}$



processo URCA

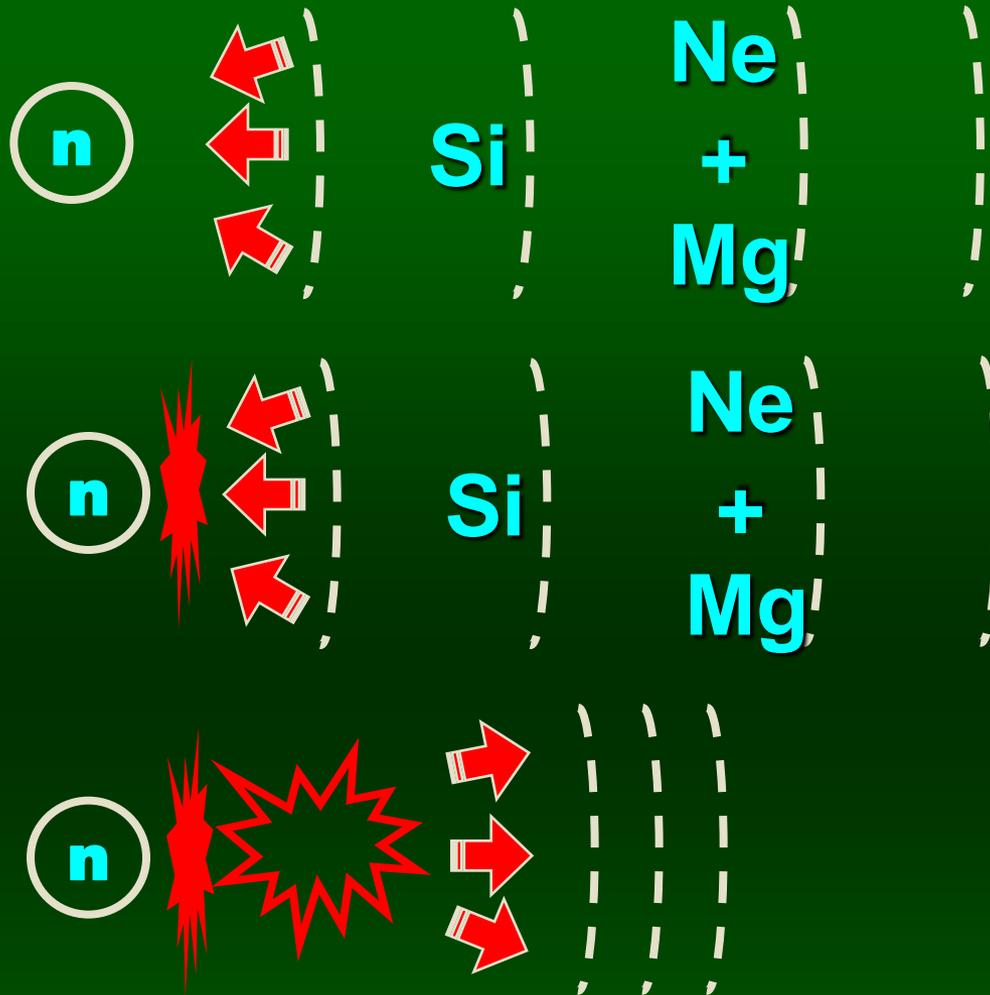


+

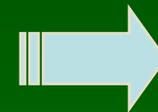


Reazioni ad ancora più alta temperatura

Nucleosintesi esplosiva



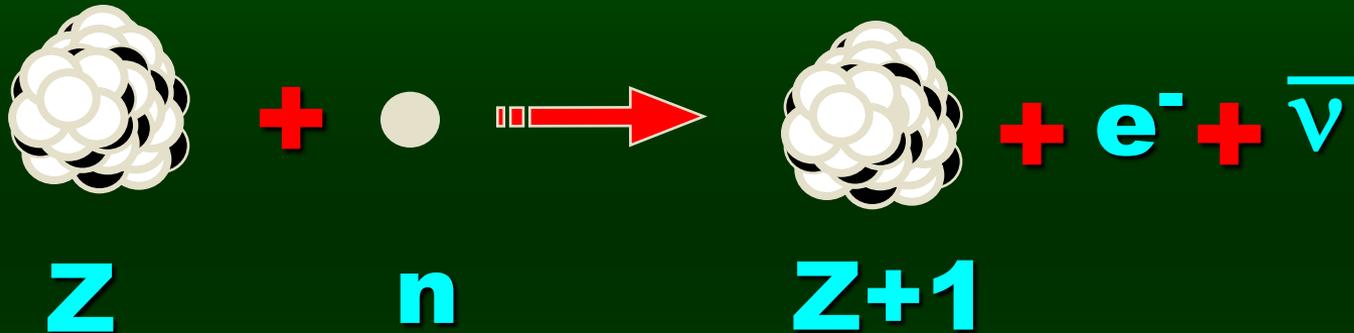
SUPERNOVA



n
stella di neutroni

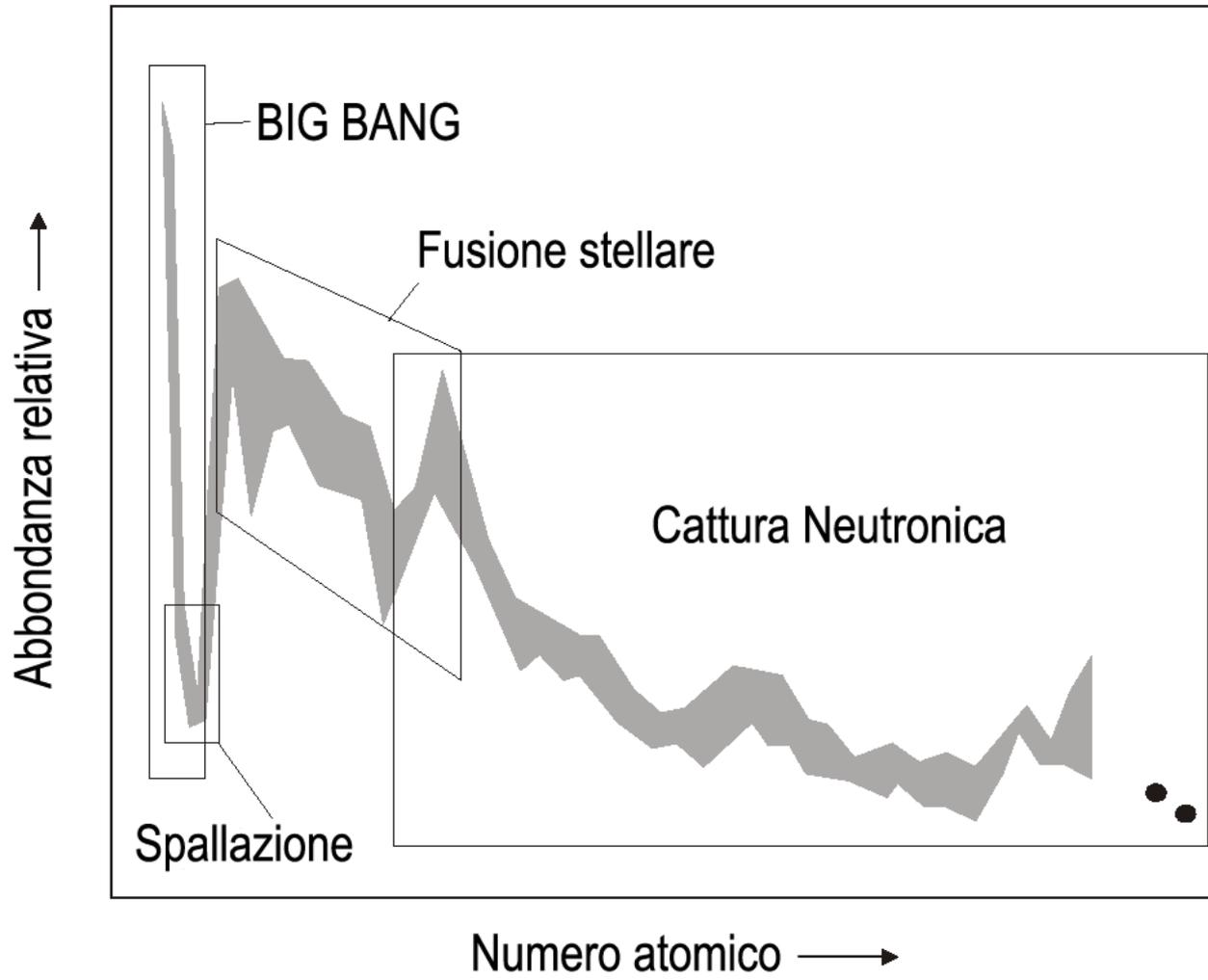
Nucleosintesi esplosiva

Durante l'esplosione di una supernova vengono prodotti numerosi NEUTRONI



formazione degli elementi più pesanti del
FERRO

Sommario delle reazioni nucleari



$$E = m c^2$$

$$0.0007 \cdot 2 \cdot 10^{30} \text{ kg} \cdot (3 \cdot 10^8 \text{ m/s})^2 = 10^{45} \text{ joule}$$

Energia disponibile

_____ = vita presunta > 10^{10} anni

Luminosità



Ancora per oltre
5 miliardi di anni !!

Sole

Il Sole – struttura stellare interna

□ Nucleo 0 \Rightarrow 0,25 R_{\odot}

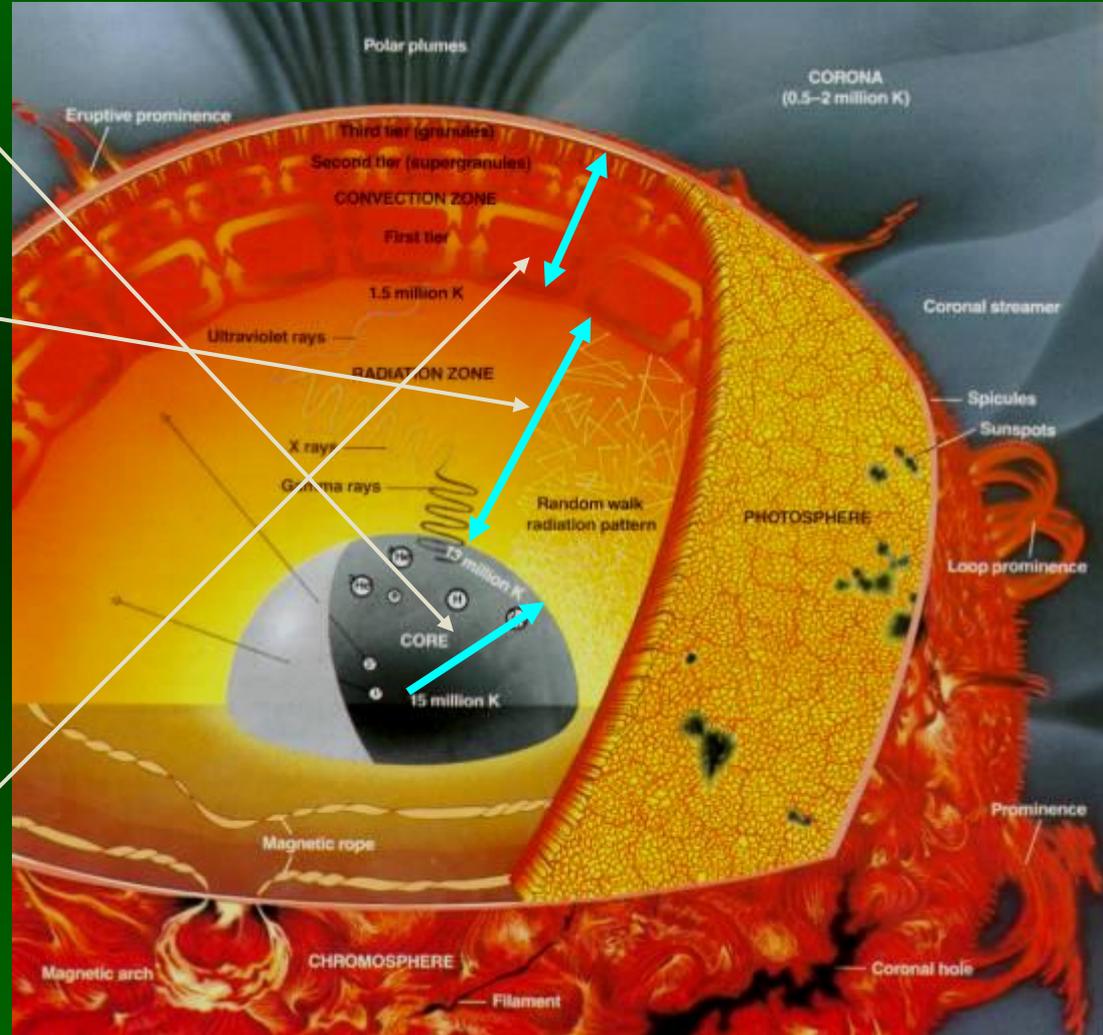
- Dove viene prodotta l'energia
- La fusione nucleare Nucleo trasforma $7 \cdot 10^{11}$ kg al secondo di idrogeno in elio

□ Zona Radiativa 0,25 \Rightarrow 0,75 R_{\odot}

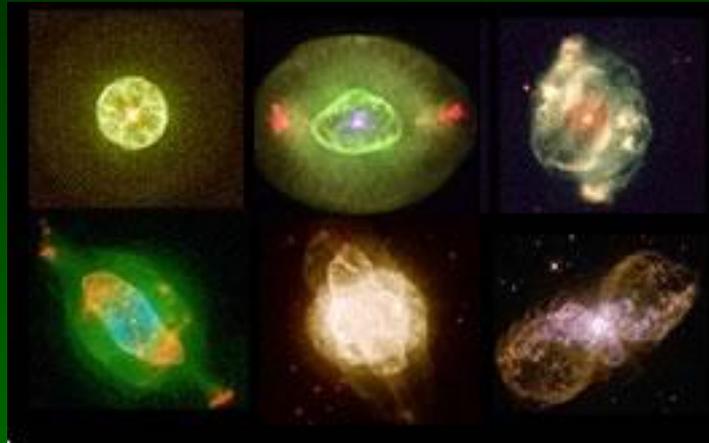
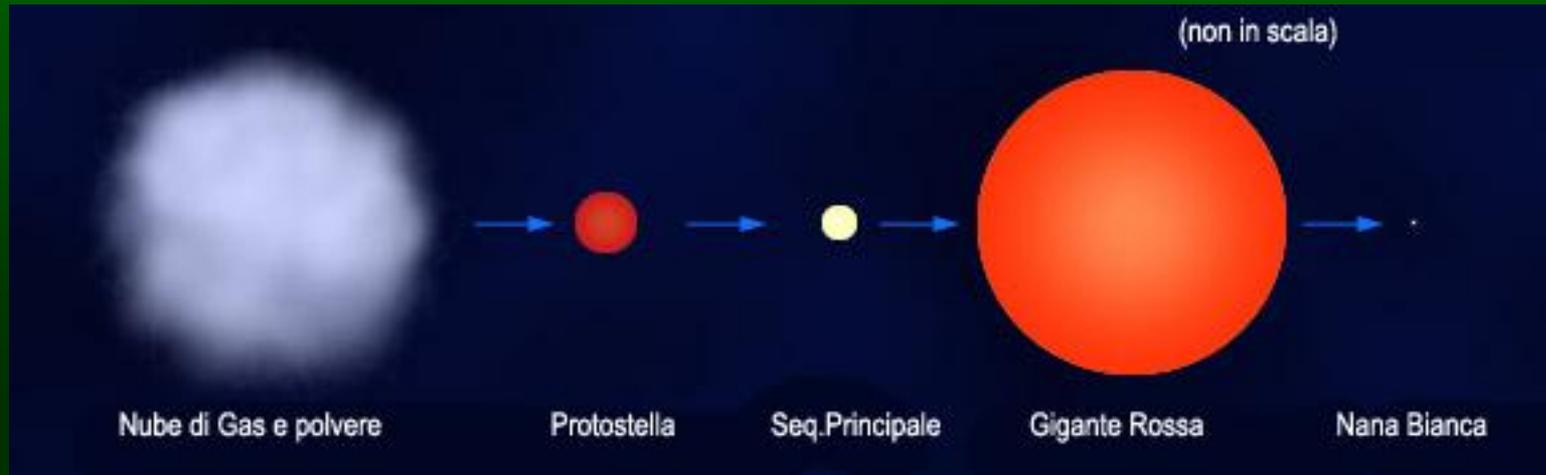
- L'energia viene trasportata per radiazione
- Sebbene i fotoni prodotti viaggino alla velocità della luce, vengono deviati così tante volte dal denso materiale, che impiegano circa 170000 anni (? Anche >1 Ma secondo altri autori) per raggiungere la zona convettiva

□ Zona Convettiva 0,75 \Rightarrow 1 R_{\odot}

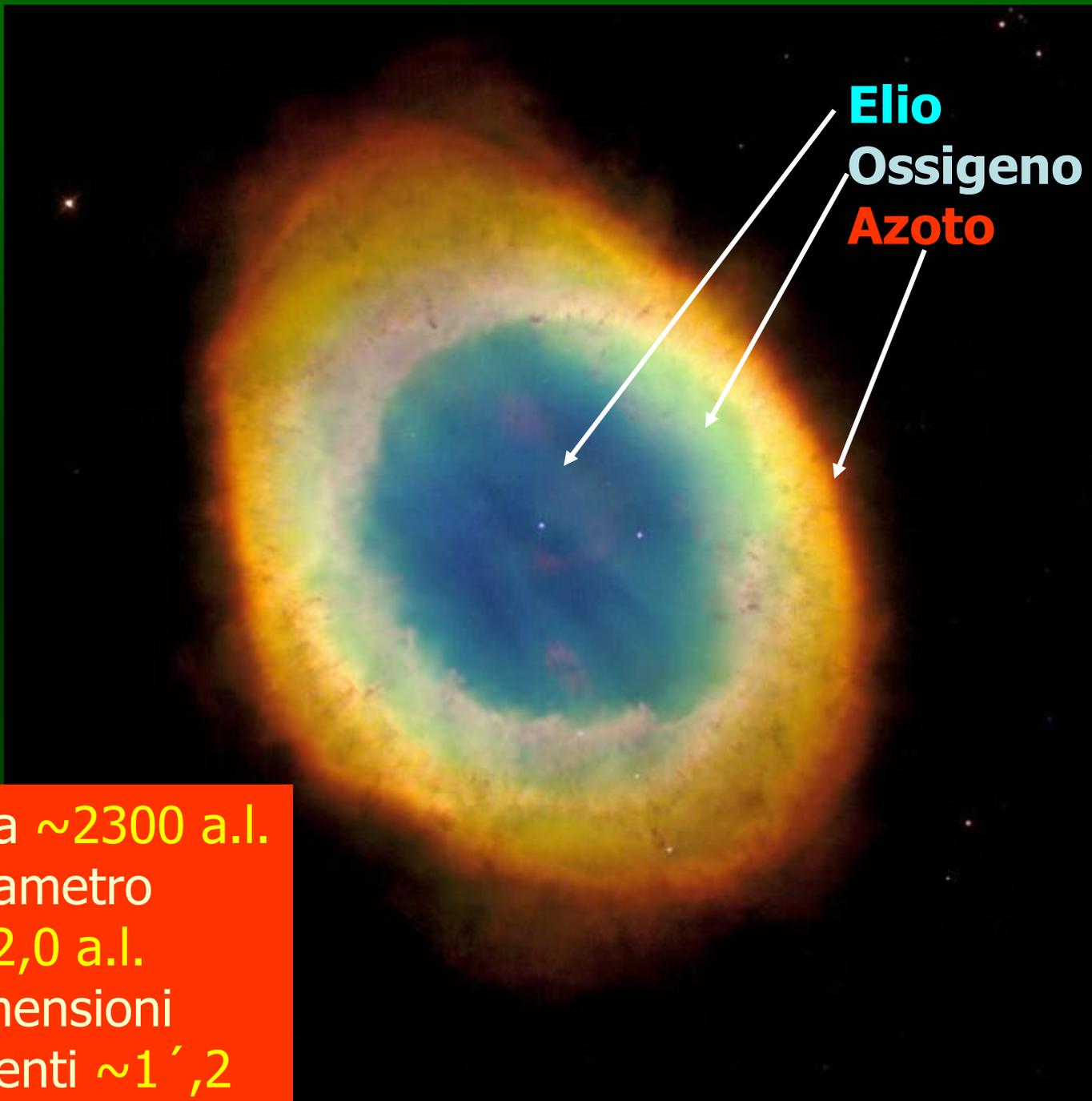
- L'energia viene trasportata per convezione in superficie, come in una pentola d'acqua che bolle



Il Sole: nascita, vita, morte



M 57



Elio

Ossigeno

Azoto

Distanza ~ 2300 a.l.

Diametro

$\sim 2,0$ a.l.

Dimensioni

apparenti $\sim 1',2$

E tutte le altre stelle ?

Quelle più piccole



- consumano poco
- vivono a lungo
- terminano come *nane bianche*

Quelle più grandi



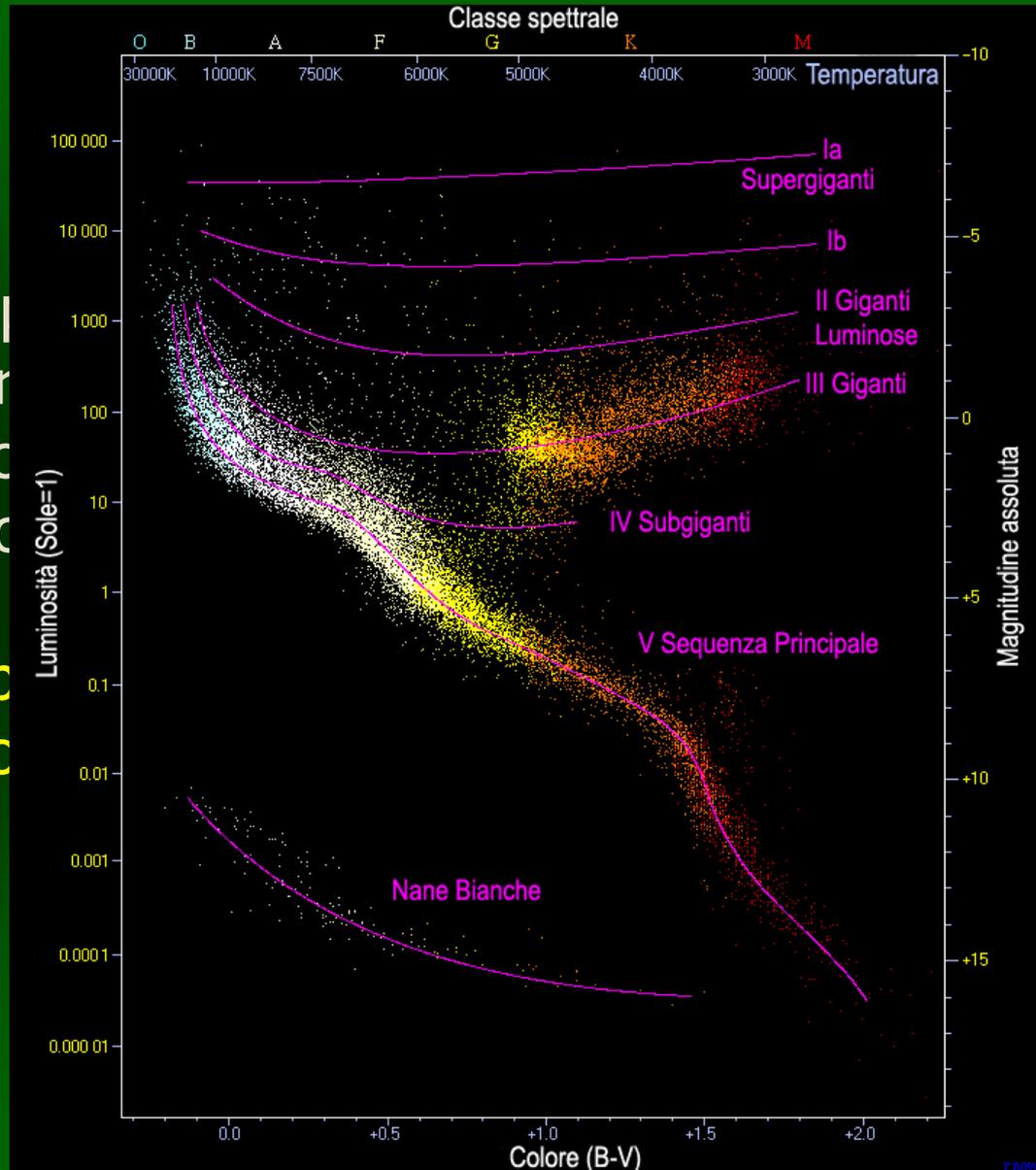
- consumano troppo
- vivono poco
- terminano con *una grande fumata ...*

... supernovae, stelle di neutroni, pulsar, buchi neri

I diagrammi HR

Non appaiono
numerose
lumino
interco

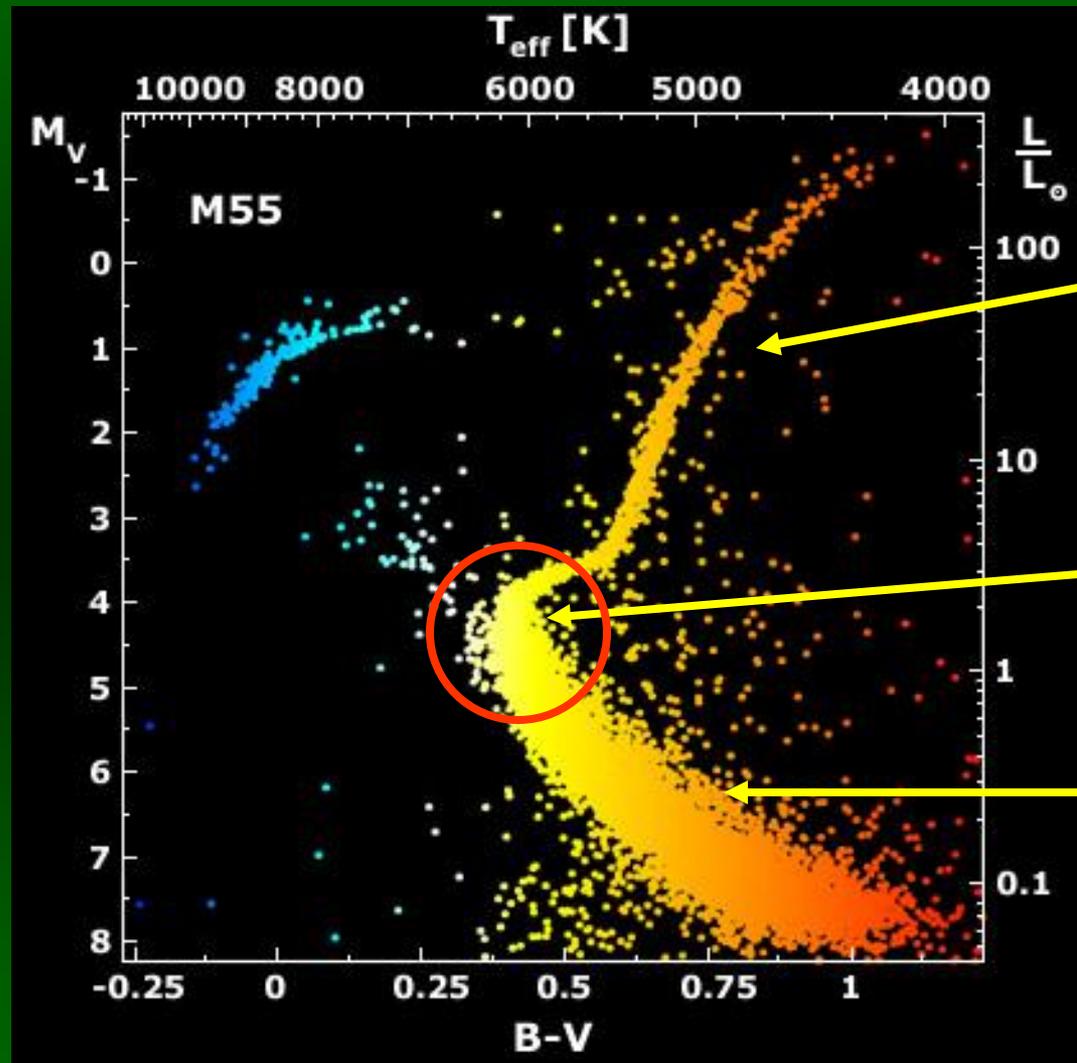
Hertzsprung
HR, co



per un
temperatura e
loro

diagramma
e.

Il diagramma di Hertzsprung-Russell (H-R)

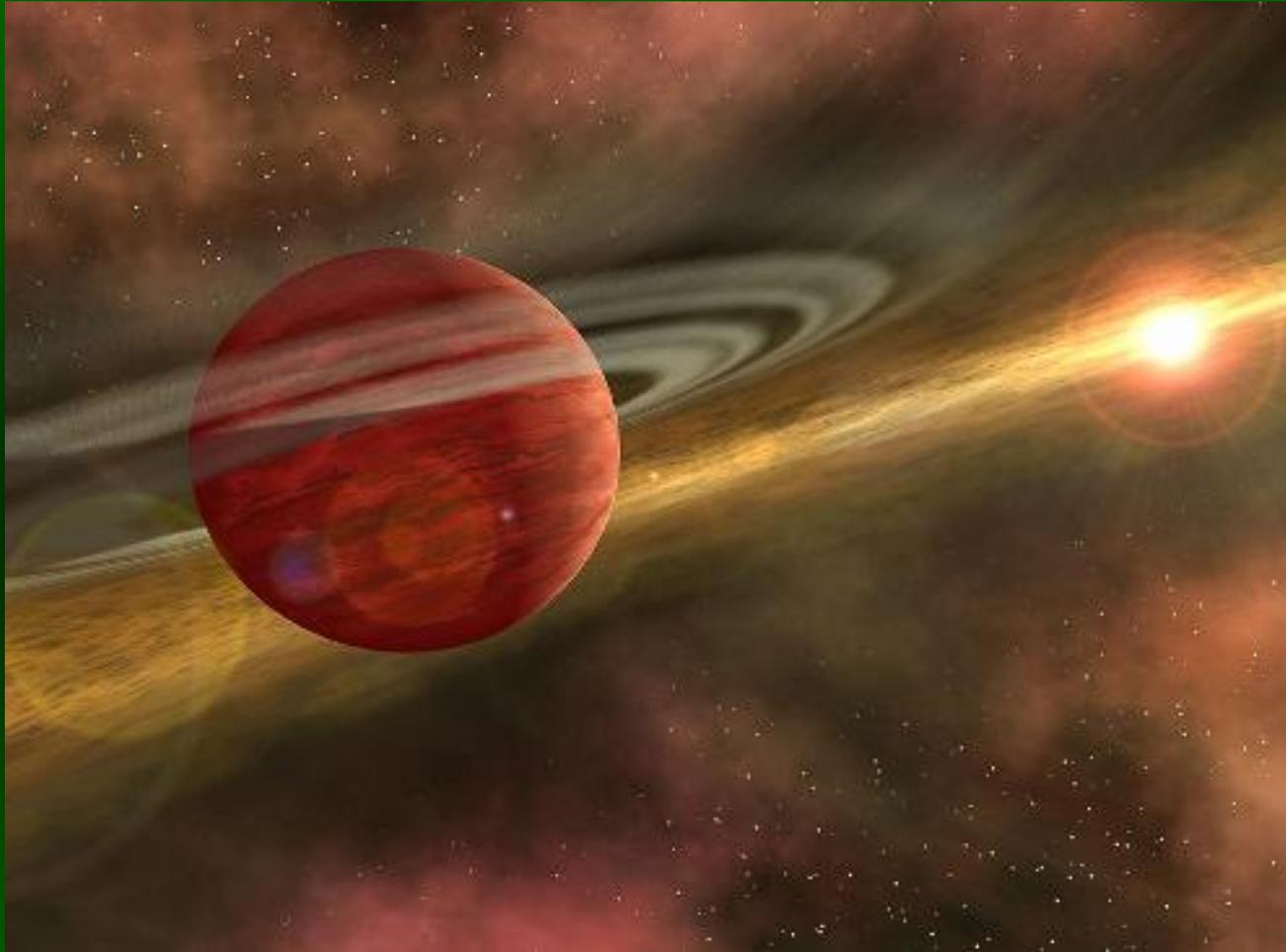


Stelle più massicce nella fase di Braccio delle Giganti Rosse

Punto di "Turn-off"

Stelle di piccola massa sulla Sequenza Principale

La presentazione è terminata



Grazie