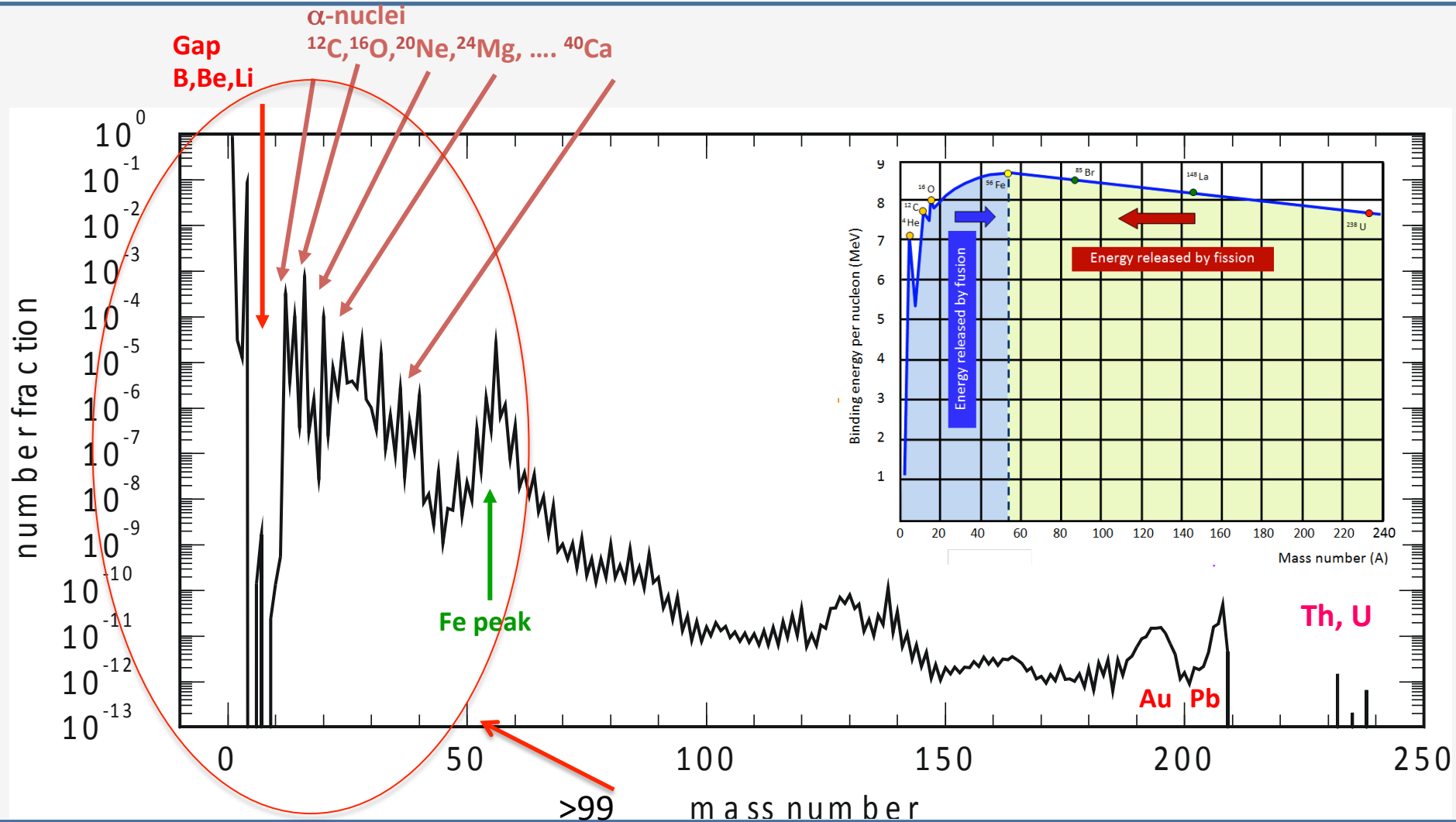


Nucleosintesi stellare

Reazioni nucleari e processi

Abbondanze degli elementi



Carburante delle stelle

Energia rilasciata per unità di combustibile bruciato

Idrogeno $6 \times 10^{24} \text{ MeV/g}$

Elio $6 \times 10^{23} \text{ MeV/g}$

Carbonio $3 \times 10^{23} \text{ MeV/g}$

Neon

Ossigeno

Silicio

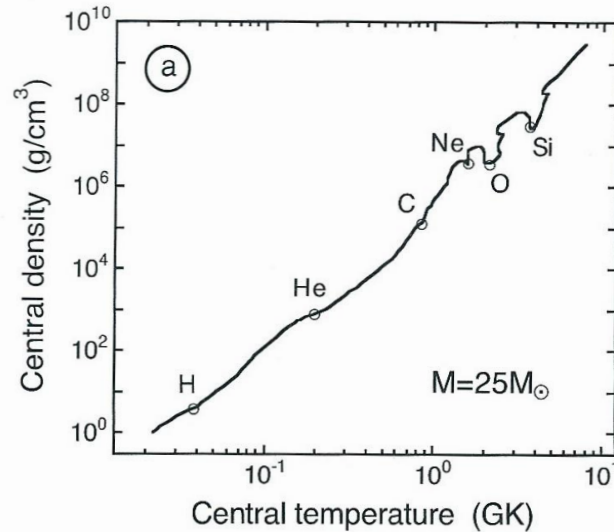
In generale un numero di processi diversi avvengono simultaneamente nel plasma stellare.

Nuclei che sono creati da qualche processo di fusione, vengono distrutti da altre reazioni.

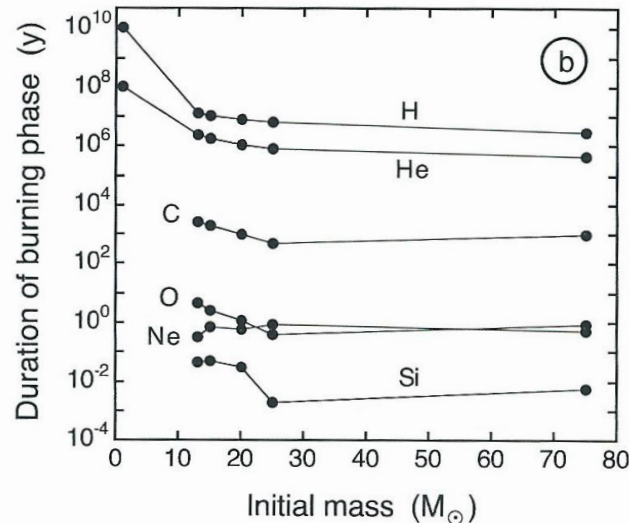
Quando si parla di nucleosintesi è più appropriato parlare di una sequenza di nuclidi legati da differenti e frequentemente in competizione, processi nucleari.

L'idrogeno rilascia più energia per unità di carburante, quindi una stella brucerà l'idrogeno più lentamente.

Carburante delle stelle



I puntini nel grafico rappresentano indicativamente particolari fasi di combustione della stella



Durata delle varie combustioni in funzione della massa della stella, per una metallicità pari a quella del sole

Combustione idrogeno (equilibrio idrostatico)

In questa fase 4 H vengono trasformati in He. Indipendentemente dai processi di trasformazione il bilancio energetico è dato:

$$Q = 4(\text{M.E.})_{\text{H}} - (\text{M.E.})_{4\text{He}} = 4 \times (7288.97 \text{ keV}) - (2424.92 \text{ keV}) = 26.731 \text{ MeV}$$

Processi a 4 corpi sono poco probabili, quindi la fusione di 4 H in ^4He avviene in più fasi:

Catena pp

Ciclo CNO

Temperature tipiche nel centro della stella durante la combustione del H sono fra 8-55 MK (la temperatura al centro del sole è di 15.6 MK)

Combustione idrogeno: reazione pp

La prima reazione della catena pp è: ${}^1\text{H} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^2\text{H} + e^+ + \nu$ **Q = 1.442 MeV**

Questa reazione converte un p in un n \rightarrow iterazione debole

Il fattore astrofisico, teorico, per questa reazione è:

$$S(E) = 3.94 \times 10^{-25} + 4.61 \times 10^{-24}E + 2.96 \times 10^{-23}E^{-2}$$

Sostituito nella sezione d'urto si ha che per energie dei protoni di circa 1 MeV (in lab.):

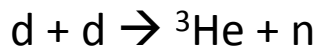
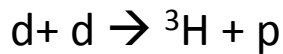
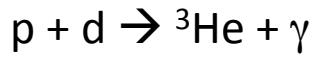
$$\sigma_{pp} = 8 \times 10^{-24} \text{ b}$$

Troppo piccola per essere misurata in laboratorio

Da tenere in conto che i neutrini prodotti dalla reazione non contribuiscono alla produzione di calore. L'energia portata via dai neutrini è di 265 keV

Combustione idrogeno: reazione dp

Il deuterio prodotto tramite la reazione : ${}^1\text{H} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^2\text{H} + e^+ + \nu$
può essere distrutto in vari modi:



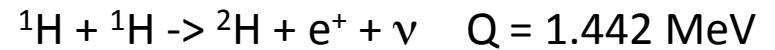
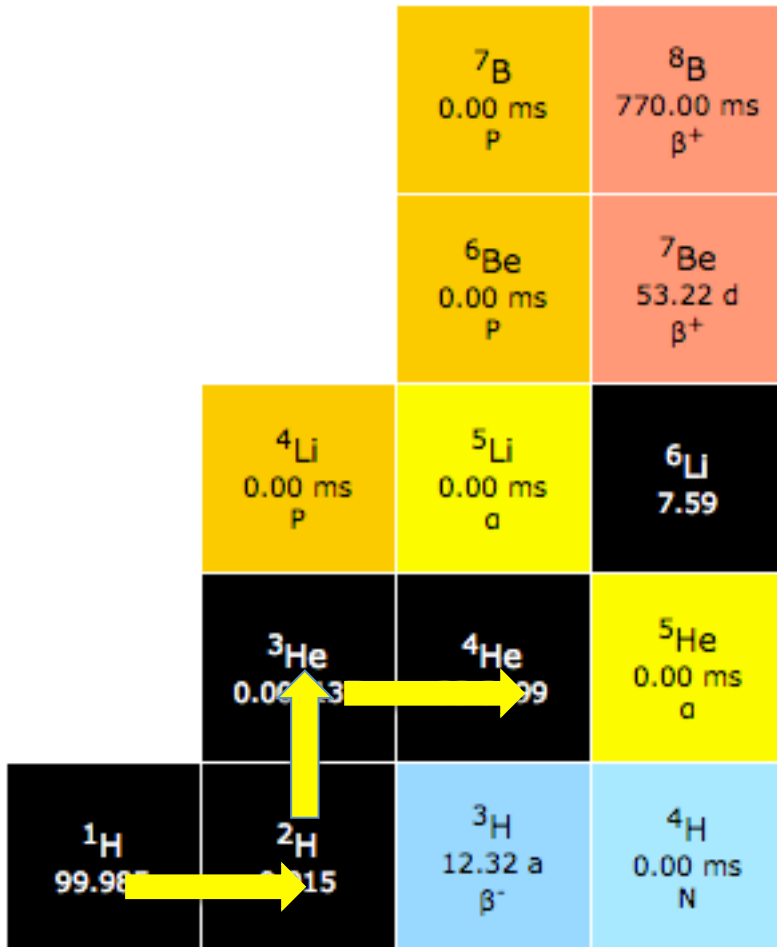
Sebbene le ultime due possono avere una sezione d'urto più alta, la prima è favorita dall'abbondanza dell' H, il deuterio viene prodotto a basso rate dalla reazione pp.

Il fattore astrofisico è dato:

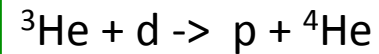
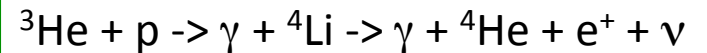
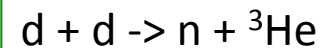
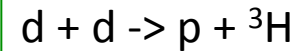
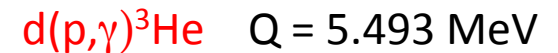
$$S(E) = 0.20 \times 10^{-6} + 5.60 \times 10^{-6} E + 3.10 \times 10^{-6} E^2 \quad (\text{Mev b})$$

Questa reazione dipende solo dalle interazioni forte e elettromagnetica, di conseguenza il fattore astrofisico è di diversi ordine di grandezza maggiore di quello trovato nella pp

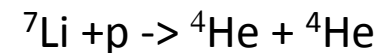
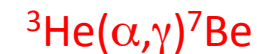
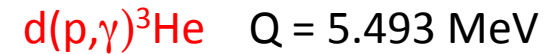
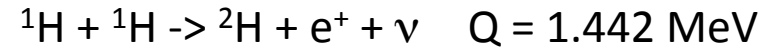
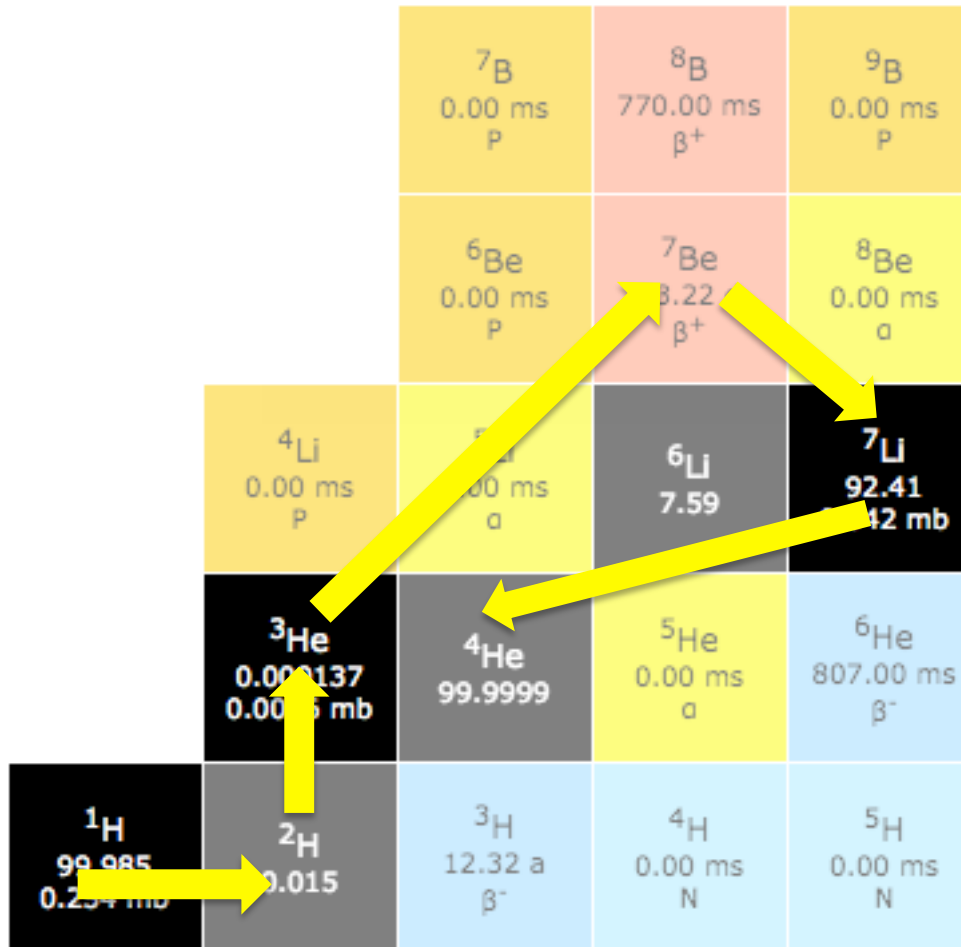
Catena pp



$^1\text{H} + ^1\text{H} + e^+ \rightarrow ^2\text{H} + \nu$ **pep** significativa
solo se la densità della stella $> 10^4 \text{ g/cm}^3$

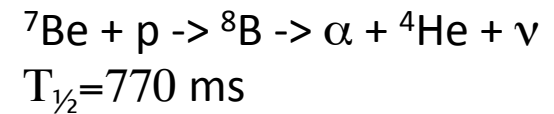
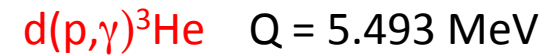
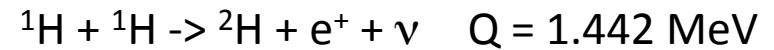
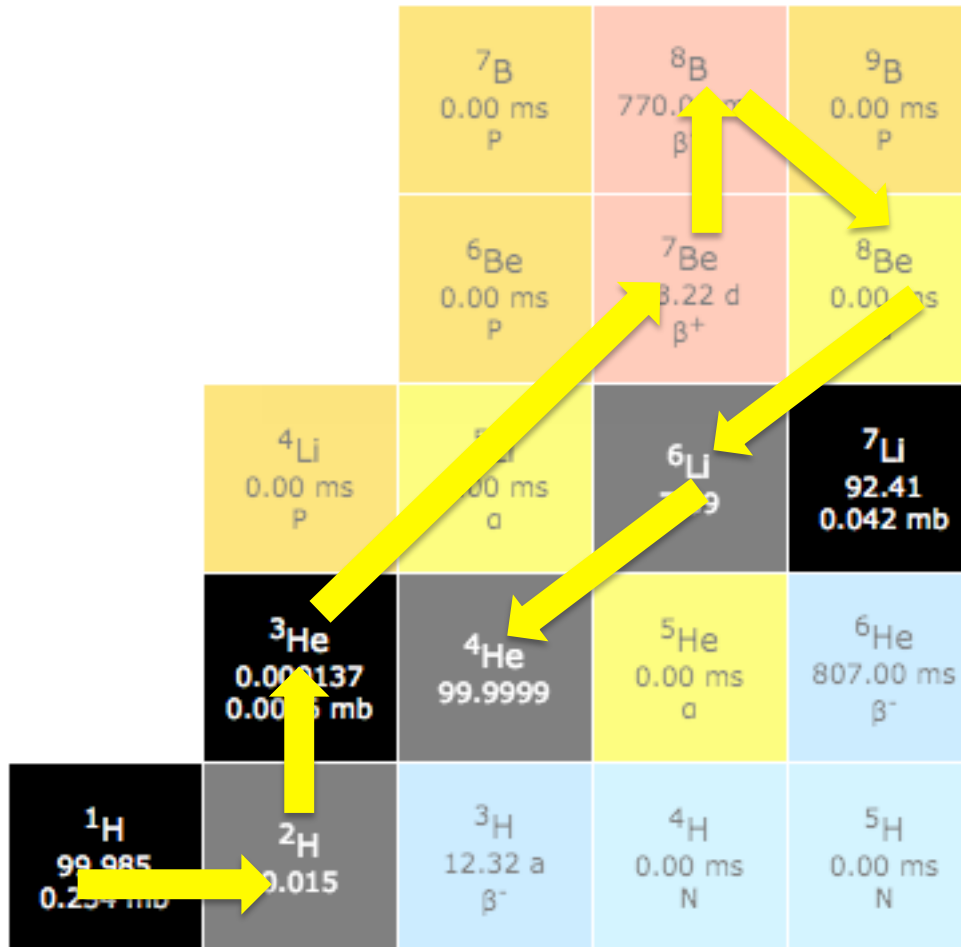


Catena pp2



Diventa dominante se la temperatura e l'abbondanza di ${}^4\text{He}$ sono sufficientemente grandi

Catena pp3

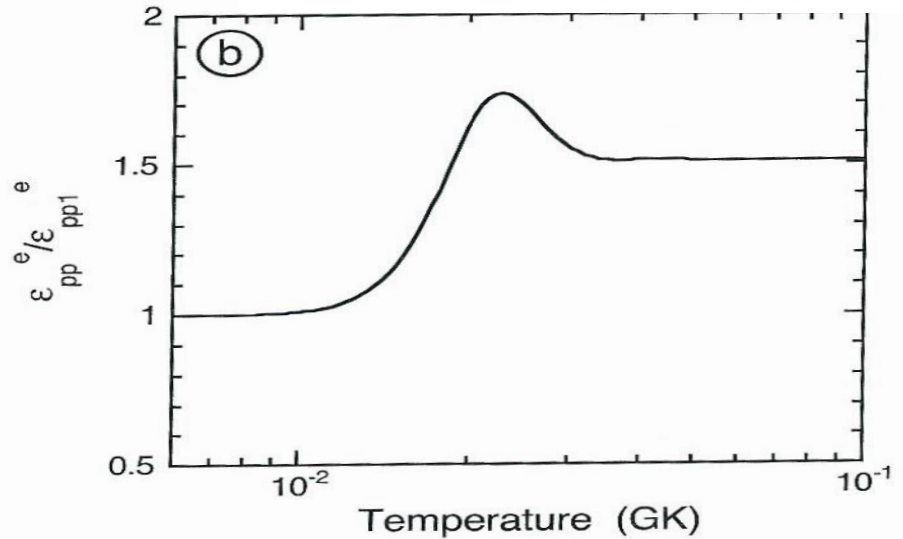
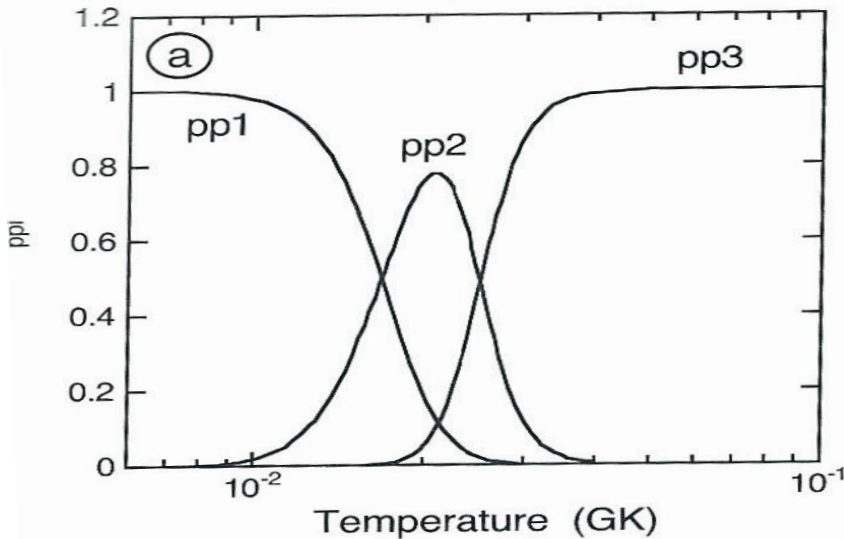
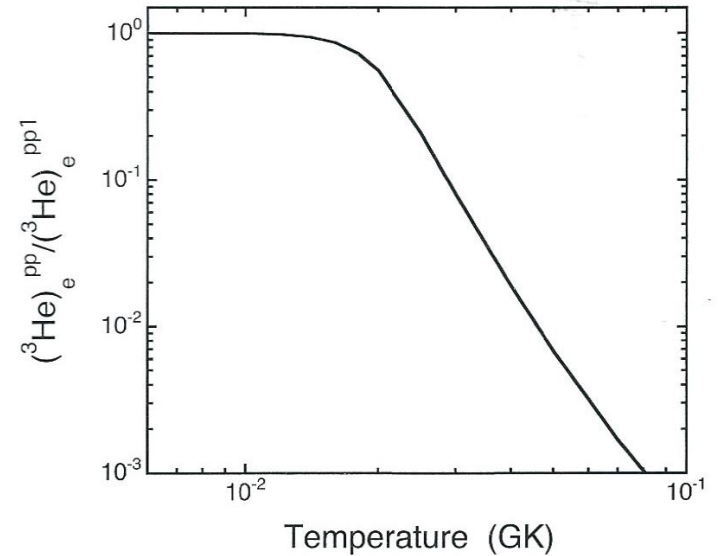


Catena pp1,pp2,pp3

$$Q_{pp1} = 26.73 \text{ MeV} - 2E_{\nu}^{pp} = 26.19 \text{ MeV}$$

$$Q_{pp2} = 26.73 \text{ MeV} - E_{\nu}^{pp} - E_{\nu}^{7\text{Be}} = 25.65 \text{ MeV}$$

$$Q_{pp3} = 26.73 \text{ MeV} - E_{\nu}^{pp} - E_{\nu}^{8\text{B}} = 19.75 \text{ MeV}$$

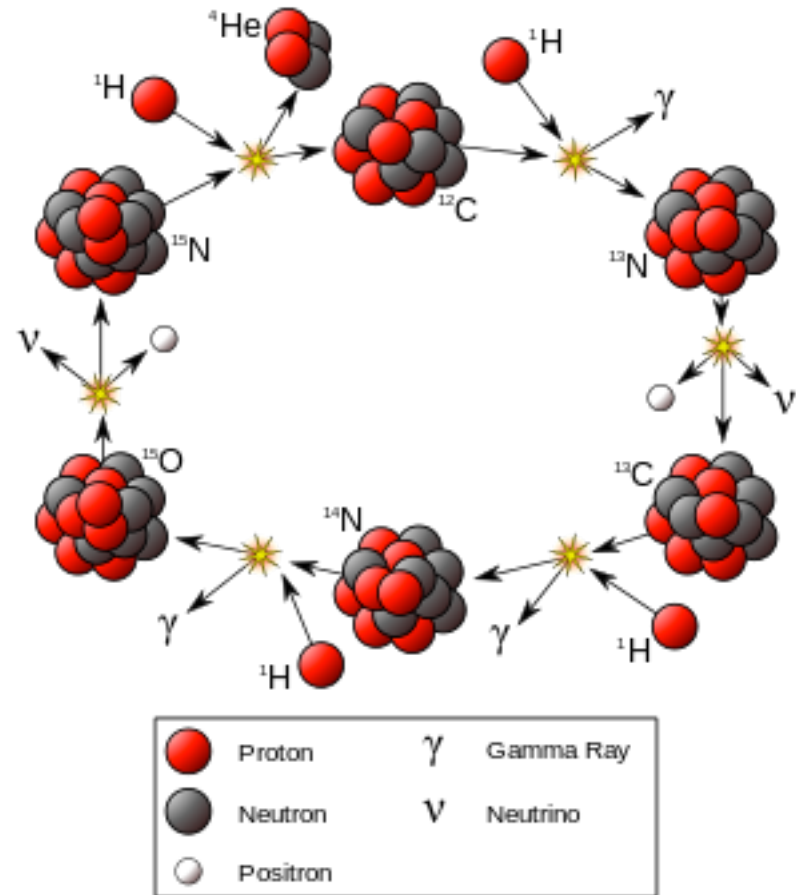


Durante la fase di fusione del H, se la stella contiene una quantità sufficiente di ^4He , tutte e tre le catene pp sono attive. Il contributo di ogni singola catena al bilancio di energia e alla nucleosintesi dipende dalla composizione, temperatura e densità della stella.

Ciclo CNO

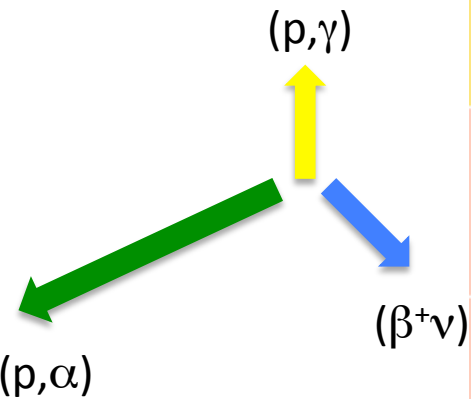
Quando le stelle hanno come materiale iniziale nuclei più pesanti di H e He, in particolare C, N e O

Il risultato finale è che 4 H sono utilizzati per produrre un He, come nel ciclo pp. C, N e O sono catalizzatori, cioè la loro abbondanza totale non viene alterata. Quindi il ciclo CNO può avere luogo anche se l'abbondanza di C, N e O è molto piccola.



Ciclo CNO1

$^{12}\text{C}(p,\gamma)^{13}\text{N}$
 $^{13}\text{N}(\beta^+\nu)^{13}\text{C}$
 $^{13}\text{C}(p,\gamma)^{14}\text{N}$
 $^{14}\text{N}(p,\gamma)^{15}\text{O}$
 $^{15}\text{O}(\beta^+\nu)^{15}\text{N}$
 $^{15}\text{N}(p,\alpha)^{12}\text{C}$

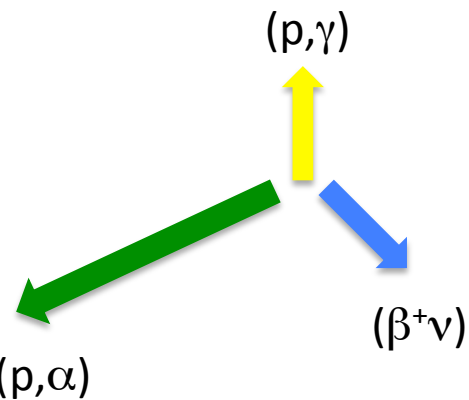


^{16}Ne 0.00 ms P	^{17}Ne 109.00 ms β^+	^{18}Ne 1.67 s β^+	^{19}Ne 17.22 s β^+	^{20}Ne 90.48 0.119 mb
^{15}F 0.00 ms P	^{16}F 0.00 ms P	^{17}F 1.07 m β^+	^{18}F 1.83 h β^+	^{19}F 100 5.8 mb
^{14}O 1.18 m β^+	^{15}O 2.04 m β^+	^{16}O 99.762 0.038 mb	^{17}O 0.038	^{18}O 0.2 0.00886 mb
^{13}N 9.96 m β^+	^{14}N 99.634 0.041 mb	^{15}N 366 0.0058 mb	^{16}N 7.13 s β^-	^{17}N 4.17 s β^-
^{12}C 98.89 0.0154 mb	^{13}C 1.11 0.021 mb	^{14}C 5.70 ka 0.00848 mb, β^-	^{15}C 2.45 s β^-	^{16}C 747.00 ms β^-

$T_{1/2}: ^{13}\text{N}(9.965 \text{ min})$
 $T_{1/2}: ^{15}\text{O}(122.24 \text{ s})$

Ciclo CNO2

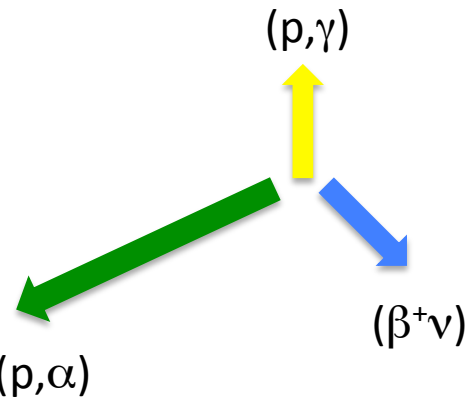
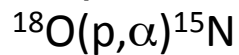
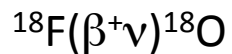
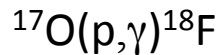
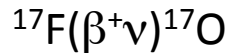
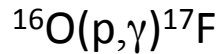
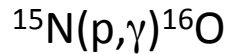
$^{14}\text{N}(p,\gamma)^{15}\text{O}$
 $^{15}\text{O}(\beta^+\nu)^{15}\text{N}$
 $^{15}\text{N}(p,\gamma)^{16}\text{O}$
 $^{16}\text{O}(p,\gamma)^{17}\text{O}$
 $^{17}\text{O}(\beta^+\nu)^{17}\text{N}$
 $^{17}\text{N}(p,\alpha)^{14}\text{N}$



^{16}Ne 0.00 ms P	^{17}Ne 109.00 ms β^+	^{18}Ne 1.67 s β^+	^{19}Ne 17.22 s β^+	^{20}Ne 90.48 0.119 mb
^{15}F 0.00 ms P	^{16}F 0.00 ms P	^{17}F 1.07 m β^+	^{18}F 1.83 h β^+	^{19}F 100 5.8 mb
^{14}O 1.18 m β^+	^{15}O 2.04 m β^+	^{16}O 99.762 0.03 mb	^{17}O 0.38 0.00886 mb	^{18}O 0.2 0.00886 mb
^{13}N 9.96 m β^+	^{14}N 99.634 0.041 mb	^{15}N 0.366 0.0058 mb	^{16}N 7.13 s β^-	^{17}N 4.17 s β^-
^{12}C 98.89 0.0154 mb	^{13}C 1.11 0.021 mb	^{14}C 5.70 ka 0.00848 mb, β^-	^{15}C 2.45 s β^-	^{16}C 747.00 ms β^-

$T_{1/2}: ^{15}\text{O}(122.24 \text{ s})$
 $T_{1/2}: ^{17}\text{F}(64.49 \text{ s})$

Ciclo CNO3

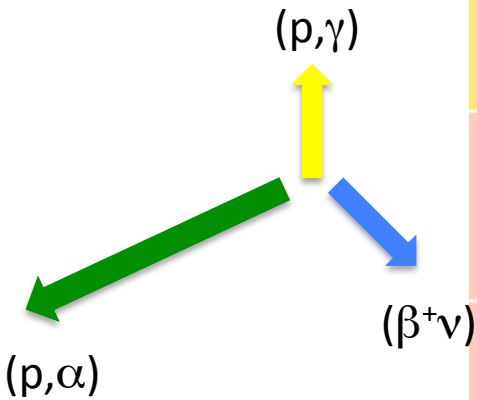


^{16}Ne 0.00 ms P	^{17}Ne 109.00 ms β^+	^{18}Ne 1.67 s β^+	^{19}Ne 17.22 s β^+	^{20}Ne 90.48 0.119 mb
^{15}F 0.00 ms P	^{16}F 0.00 ms P	^{17}F 1.07 m P	^{18}F 1.83 h P	^{19}F 100 5.8 mb
^{14}O 1.18 m β^+	^{15}O 2.04 m β^+	^{16}O 99.762 0.03 mb	^{17}O 0.038	^{18}O 0.2 0.0006 mb
^{13}N 9.96 m β^+	^{14}N 99.634 0.041 mb	^{15}N 0.366 0.0058 mb	^{16}N 7.13 s β^-	^{17}N 4.17 s β^-
^{12}C 98.89 0.0154 mb	^{13}C 1.11 0.021 mb	^{14}C 5.70 ka 0.00848 mb, β^-	^{15}C 2.45 s β^-	^{16}C 747.00 ms β^-

$T_{1/2}: ^{17}\text{F}(64.49 \text{ s})$
 $T_{1/2}: ^{18}\text{F}(109.77 \text{ min})$

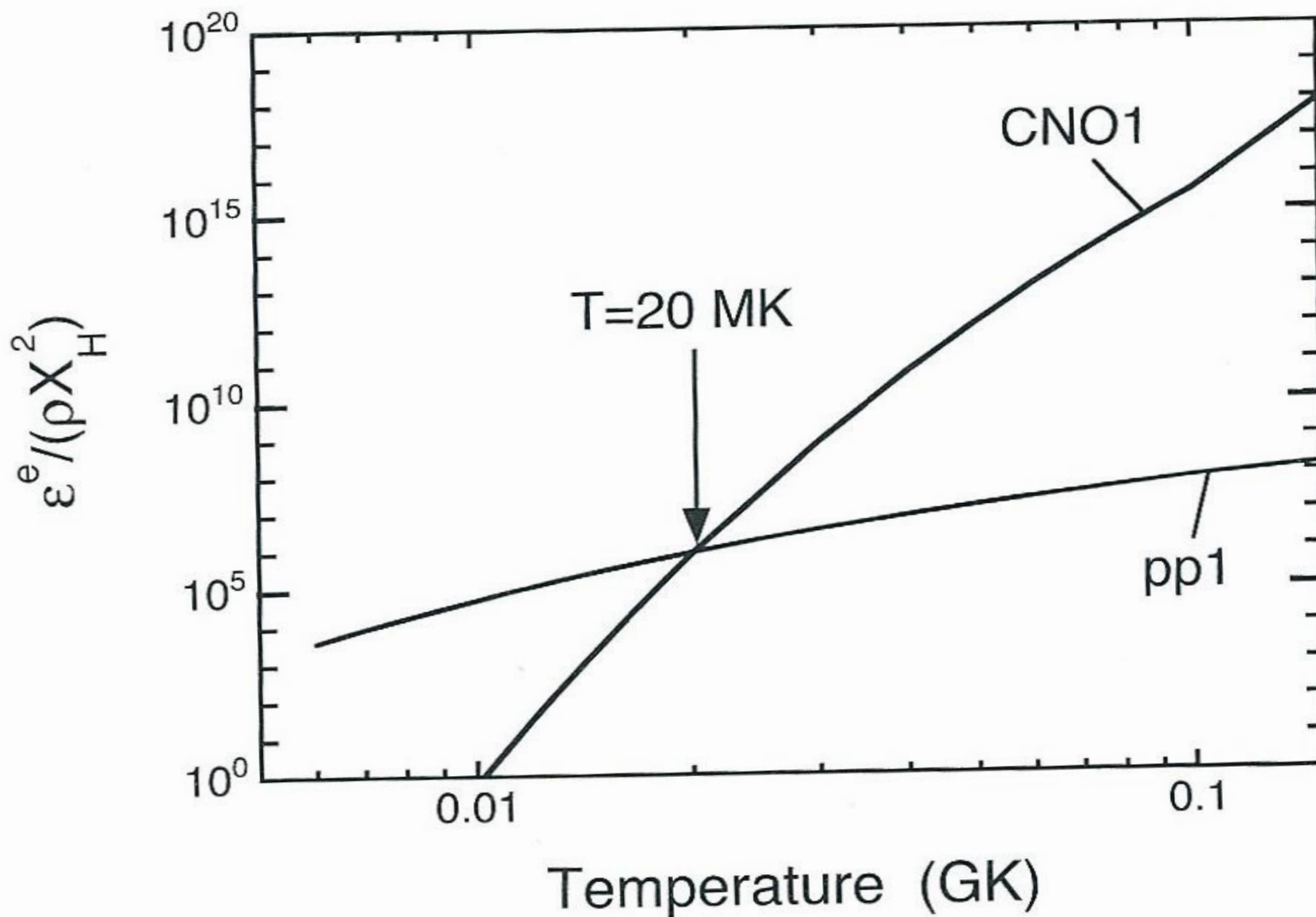
Ciclo CNO4

$^{16}\text{O}(p,\gamma)^{17}\text{F}$
 $^{17}\text{F}(\beta^+\nu)^{17}\text{O}$
 $^{17}\text{O}(p,\gamma)^{18}\text{F}$
 $^{18}\text{F}(\beta^+\nu)^{18}\text{O}$
 $^{18}\text{O}(p,\gamma)^{19}\text{F}$
 $^{19}\text{F}(p,\alpha)^{16}\text{O}$

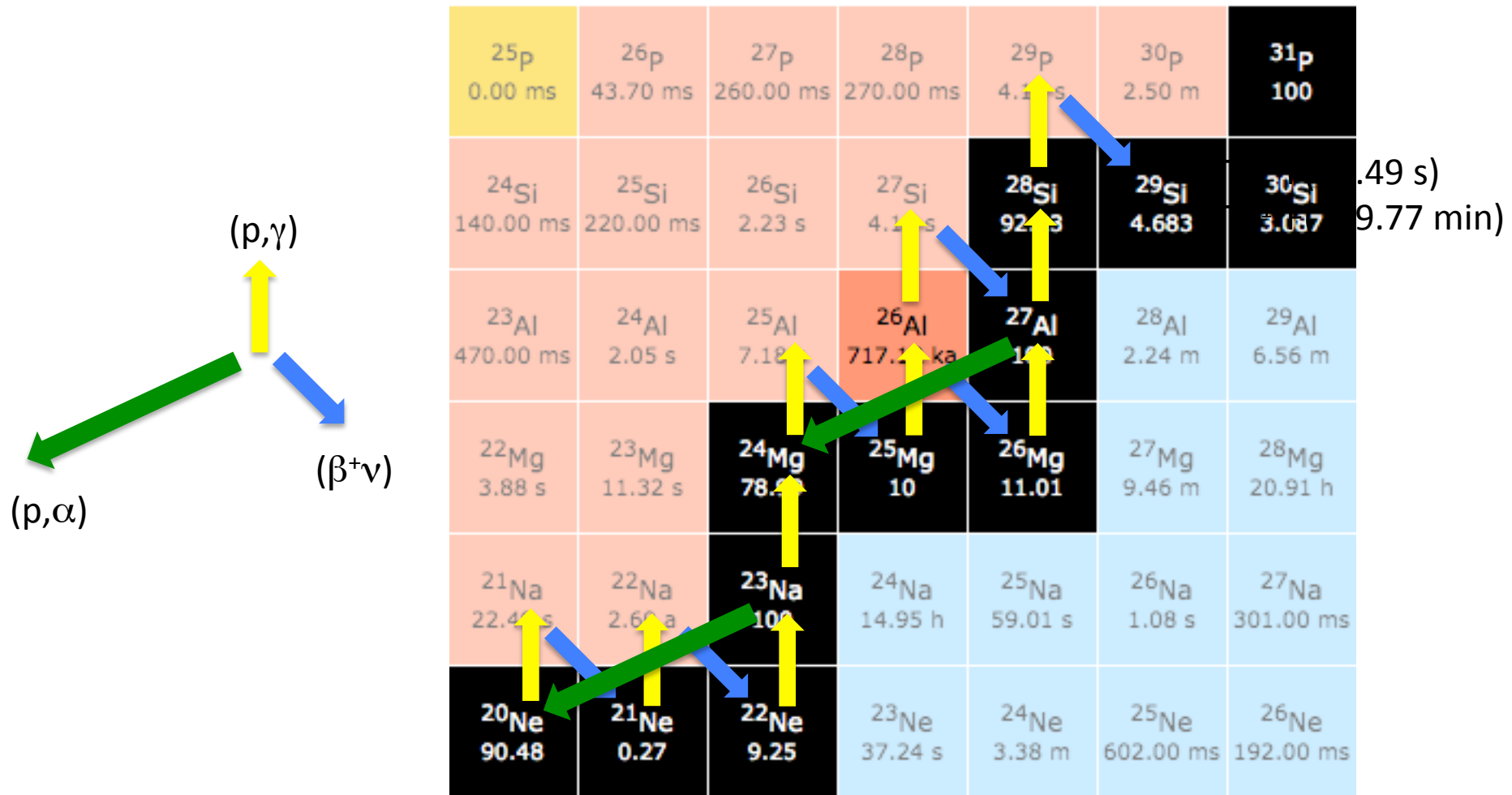


^{16}Ne 0.00 ms P	^{17}Ne 109.00 ms β^+	^{18}Ne 1.67 s β^+	^{19}Ne 17.22 s β^+	^{20}Ne 90.48 0.119 mb
^{15}F 0.00 ms P	^{16}F 0.00 ms P	^{17}F 1.07 m P	^{18}F 1.83 h β^+	^{19}F 0.00 5.8 mb
^{14}O 1.18 m β^+	^{15}O 2.04 m β^+	^{16}O 99.762 0.038 mb	^{17}O 0.038	^{18}O 0.2 0.00886 mb
^{13}N 9.96 m β^+	^{14}N 99.634 0.041 mb	^{15}N 0.366 0.0058 mb	^{16}N 7.13 s β^-	^{17}N 4.17 s β^-
^{12}C 98.89 0.0154 mb	^{13}C 1.11 0.021 mb	^{14}C 5.70 ka 0.00848 mb, β^-	^{15}C 2.45 s β^-	^{16}C 747.00 ms β^-

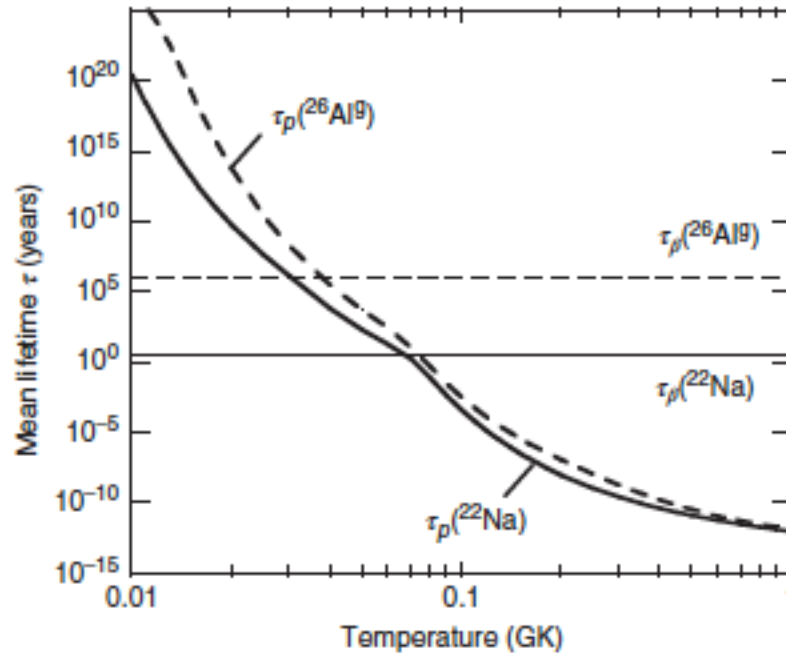
Catena pp e ciclo CNO



Nucleosintesi nella regione di massa del CNO



Nucleosintesi nella regione di massa del CNO



$T_{1/2}: ^{22}\text{Na} (2.6 \text{ y})$

$T_{1/2}: ^{26}\text{Al}^g (7.2 \times 10^5 \text{ y})$

Nucleosintesi nella regione di massa del CNO

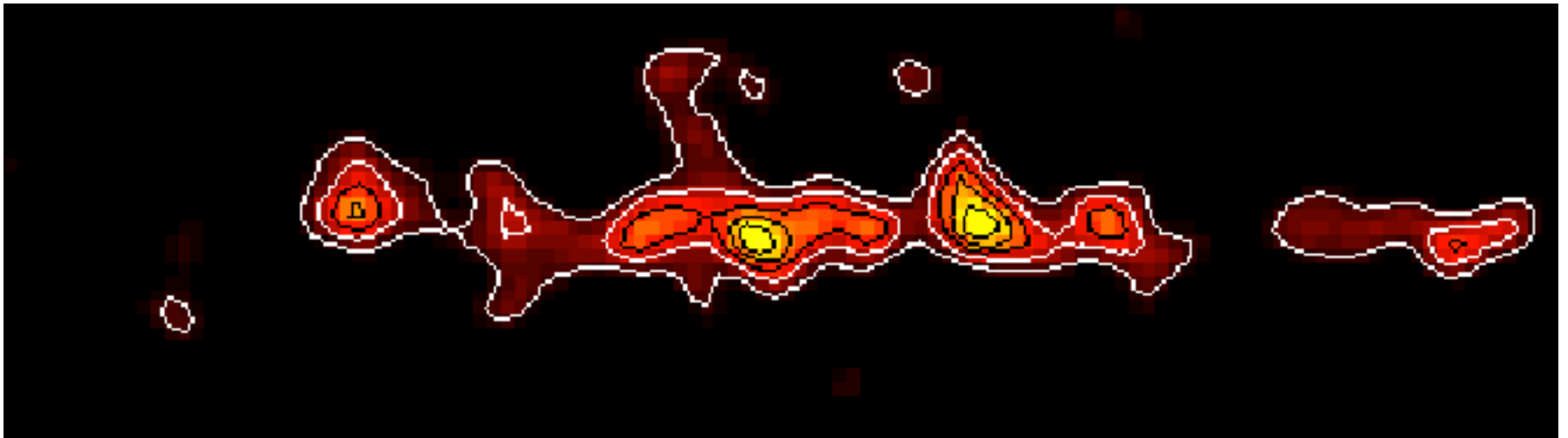
La nucleosintesi nella regione di massa $A \geq 20$ dà un contributo insignificante al bilancio energetico della stella. Ciononostante questa nucleosintesi è fondamentale per interpretare le abbondanze osservate nelle stelle di elementi come Ne, Na, Mg e Al.

Questa parte di nucleosintesi è anche fondamentale per capire le origini Galattiche del radioisotopo ^{26}Al . Sembra che una frazione di quello osservato è creato nelle stelle Wolf-Rayet, dove viene sintetizzato durante la CNO a temperature tra i 35-45 °K



Wikipedia

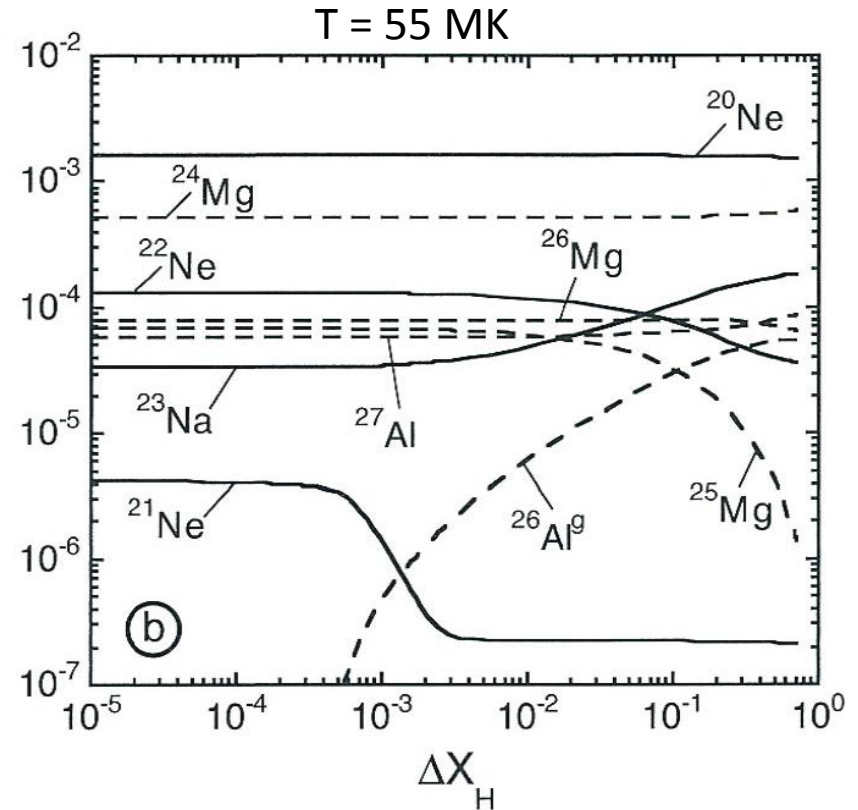
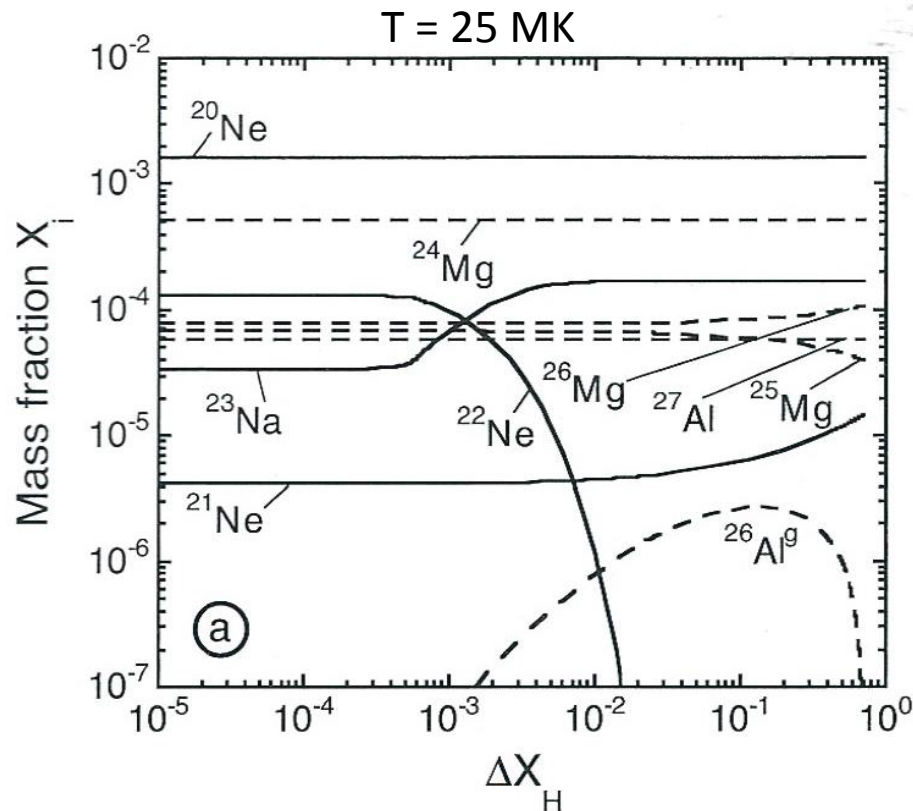
Le stelle di Wolf-Rayet (spesso abbreviato in stelle WR) sono stelle massicce (almeno $20 M_{\odot}$ alla loro nascita) molto evolute, che perdono massa a ritmi elevati per mezzo di venti stellari molto intensi e veloci (fino a oltre 2 000 km/s). Le stelle di Wolf-Rayet perdono tipicamente $10\text{--}5 M_{\odot}$ ogni anno, un miliardo di volte la massa persa dal Sole ogni anno[1].



Nubi di ^{26}Al nella nostra galassia

^{26}Al è un elemento che emette radiazioni gamma durante il naturale processo di decadimento permettendo agli astronomi di tracciarne una mappatura più che completa all'interno della nostra galassia.

Nucleosintesi nella regione di massa del CNO



Scenario esplosivo



X-ray binaries: Sistemi binari di stelle, in cui una è una stella di neutroni.

L'accrescimento di materiale dalla stella "compagna" sulla superficie della stella di neutroni dà origine a un grande rilascio di energia gravitazionale. Come risultato le temperature sulla superficie della s.n. sono molto alte e l'emissione termica avviene all'energia dei raggi X.

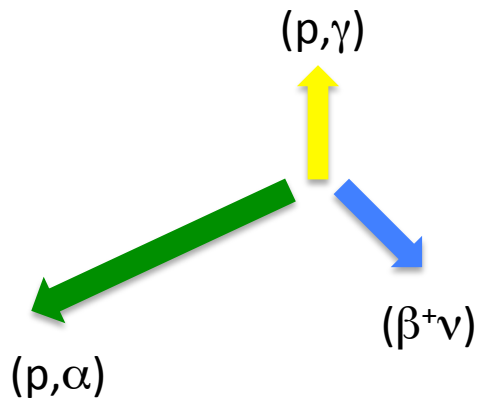
Scenario esplosivo della combustione del H: ciclo HCNO

Per $T < 0.06$ GK il decadimento β è più veloce dei processi indotti dai protoni

Per $T = 0.1 - 0.4$ GK i processi indotti da reazioni di protoni diventano competitivi con il decadimento β . In queste condizioni l'energia nucleare della stella è generata dal "ciclo Hot CNO"

- 1) Anche nel HCNO 4 H vengono trasformate in 1 He
- 2) Anche F prende parte al ciclo, HCNOF, e agisce come un catalizzatore
- 3) La velocità di produzione dell'energia dipende dalle abbondanze dei catalizzatori

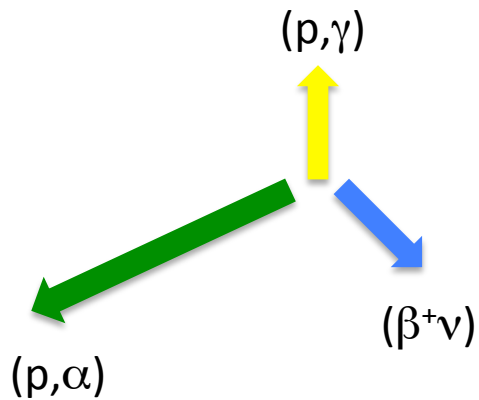
Ciclo HCNO1



^{16}Ne 0.00 ms β^+	^{17}Ne 109.00 ms β^+	^{18}Ne 1.67 s β^+	^{19}Ne 17.22 s β^+	^{20}Ne 90.48 0.119 mb
^{15}F 0.00 ms β^+	^{16}F 0.00 ms β^+	^{17}F 1.07 m β^+	^{18}F 1.83 h β^+	^{19}F 100 5.8 mb
^{14}O 1.1 m β^+	^{15}O 2.04 m β^+	^{16}O 99.762 0.038 mb	^{17}O 0.038	^{18}O 0.2 0.00886 mb
^{13}N 9.96 m β^+	^{14}N 99.634 0.041 mb	^{15}N 366 0.0058 mb	^{16}N 7.13 s β^-	^{17}N 4.17 s β^-
^{12}C 98.89 0.0154 mb	^{13}C 1.11 0.021 mb	^{14}C 5.70 ka 0.00848 mb, β^-	^{15}C 2.45 s β^-	^{16}C 747.00 ms β^-

$T_{1/2}: ^{13}\text{N}(9.965 \text{ min})$
 $T_{1/2}: ^{14}\text{O}(70.61 \text{ s})$
 $T_{1/2}: ^{15}\text{O}(122.24 \text{ s})$

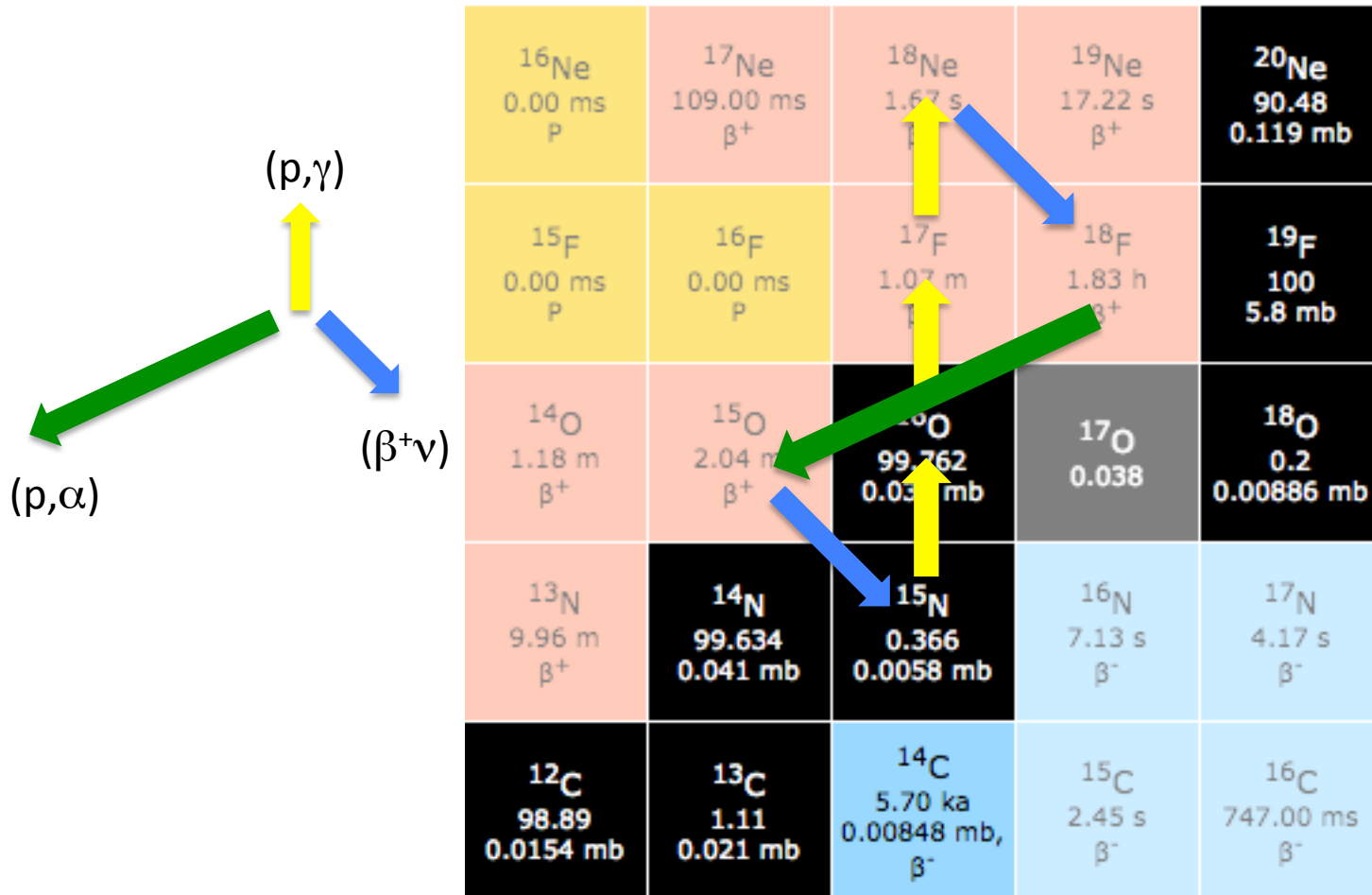
Ciclo HCNO2



^{16}Ne 0.00 ms β^-	^{17}Ne 109.00 ms β^+	^{18}Ne 1.67 s β^+	^{19}Ne 17.22 s β^+	^{20}Ne 90.48 0.119 mb
^{15}F 0.00 ms β^-	^{16}F 0.00 ms β^-	^{17}F 1.07 m β^-	^{18}F 1.83 h β^-	^{19}F 100 5.8 mb
^{14}O 1.18 m β^+	^{15}O 2.04 m β^+	^{16}O 99.762 0.03 mb	^{17}O 0.038	^{18}O 0.2 0.00886 mb
^{13}N 9.96 m β^+	^{14}N 99.634 0.041 mb	^{15}N 0.366 0.0058 mb	^{16}N 7.13 s β^-	^{17}N 4.17 s β^-
^{12}C 98.89 0.0154 mb	^{13}C 1.11 0.021 mb	^{14}C 5.70 ka 0.00848 mb, β^-	^{15}C 2.45 s β^-	^{16}C 747.00 ms β^-

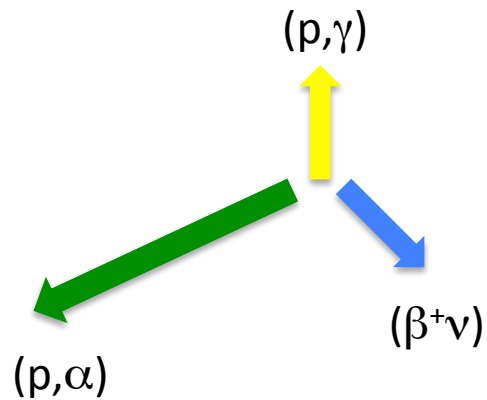
$T_{1/2}: ^{15}\text{O} (122.24 \text{ s})$
 $T_{1/2}: ^{17}\text{F} (64.49 \text{ s})$

Ciclo HCNO3



$T_{1/2}: ^{17}\text{F} (64.49 \text{ s})$
 $T_{1/2}: ^{18}\text{F} (109.77 \text{ min})$

Processi per $A > 20$



²⁵ P 0.00 ms	²⁶ P 43.70 ms	²⁷ P 260.00 ms	²⁸ P 270.00 ms	²⁹ P 4.1 s	³⁰ P 2.5 m	³¹ P 1.9
²⁴ Si 140.00 ms	²⁵ Si 220.00 ms	²⁶ Si 2.23 s	²⁷ Si 4.1 s	²⁸ Si 92.3	²⁹ Si 4.683	³⁰ Si 3.087
²³ Al 470.00 ms	²⁴ Al 2.05 s	²⁵ Al 7.18 s	²⁶ Al 717.1 ka	²⁷ Al 100	²⁸ Al 2.24 m	²⁹ Al 6.56 m
²² Mg 3.8 s	²³ Mg 11.2 s	²⁴ Mg 78.4	²⁵ Mg 10	²⁶ Mg 11.01	²⁷ Mg 9.46 m	²⁸ Mg 20.91 h
²¹ Na 22.4 s	²² Na 2.60 a	²³ Na 100	²⁴ Na 14.95 h	²⁵ Na 59.01 s	²⁶ Na 1.08 s	²⁷ Na 301.00 ms
²⁰ Ne 90.48	²¹ Ne 0.27	²² Ne 9.25	²³ Ne 37.24 s	²⁴ Ne 3.38 m	²⁵ Ne 602.00 ms	²⁶ Ne 192.00 ms

Combustione del He (idrostatico)



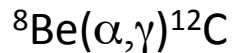
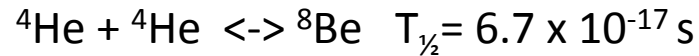
$$T = 0.1 - 0.4 \text{ GeV}$$

$$\rho = 10^2 - 10^5 \text{ g/cm}^3$$

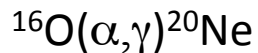
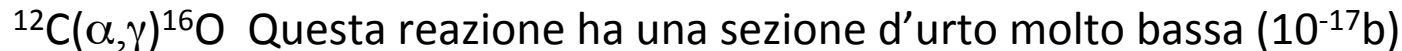
La fusione del He nelle stelle massive è l'origine dell'abbondanza degli elementi ${}^{16,18}\text{O}$ nell'universo, mentre nelle AGB e nelle stelle massive contribuisce all'abbondanza del ${}^{12}\text{C}$

Reazioni a triplo α

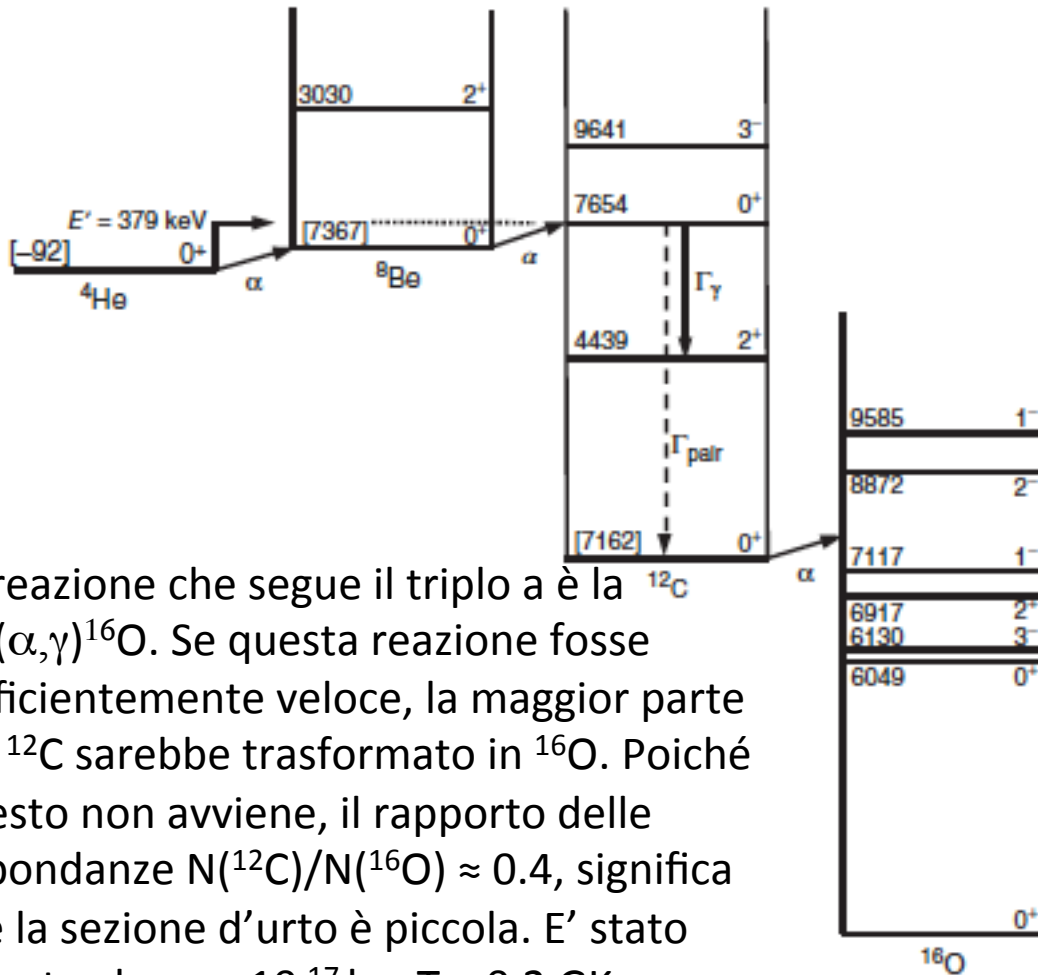
La reazione a triplo α è una sequenza di 2 reazioni:



La reazione α triplo salta gli elementi con massa $A = 6 - 11$, quindi le abbondanze osservate per questi elementi non possono essere spiegate con reazioni termonucleari nelle stelle, ma come risultato di altri processi, Big Bang o spallazione di raggi cosmici.



Reazioni a triplo α

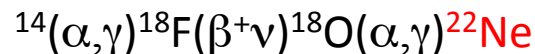


La reazione che segue il triplo α è la $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$. Se questa reazione fosse sufficientemente veloce, la maggior parte del ^{12}C sarebbe trasformato in ^{16}O . Poiché questo non avviene, il rapporto delle abbondanze $N(^{12}\text{C})/N(^{16}\text{O}) \approx 0.4$, significa che la sezione d'urto è piccola. E' stato stimato che $\sigma = 10^{-17}$ b a $T = 0.2$ GK

La reazione a 3 è un processo a due step sequenziali, tale processo non è mai stato misurato in laboratorio. Infatti il secondo step $^8\text{Be}(\alpha, \gamma)^{12}\text{C}$ non può essere misurata direttamente, $T_{1/2}$ del ^8Be è di circa 10^{-16} s. Nemmeno la reazione inversa $^{12}\text{C}(\gamma, \alpha)^8\text{Be}$ può essere misurata, infatti, la transizione dal ground state del ^{12}C al livello $E_\alpha = 7654$ è vietata.

Maggiore è la massa della stella maggiore è la quantità di ^{16}O che viene creata rispetto al ^{12}C

Durante la fase di combustione dell'He, il ^{14}N creato nella CNO viene consumato nelle reazioni:



Quest'ultimo prodotto di reazione è fondamentale per la nucleosintesi dei nuclei con $A > 60$

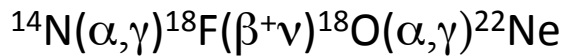
Altre reazioni durante la combustione He

I principali elementi prodotti durante il processo di fusione He, sono ^{12}C e ^{16}O .

Il rapporto fra le abbondanze di questi elementi dipende dalla temperatura e densità della stella.

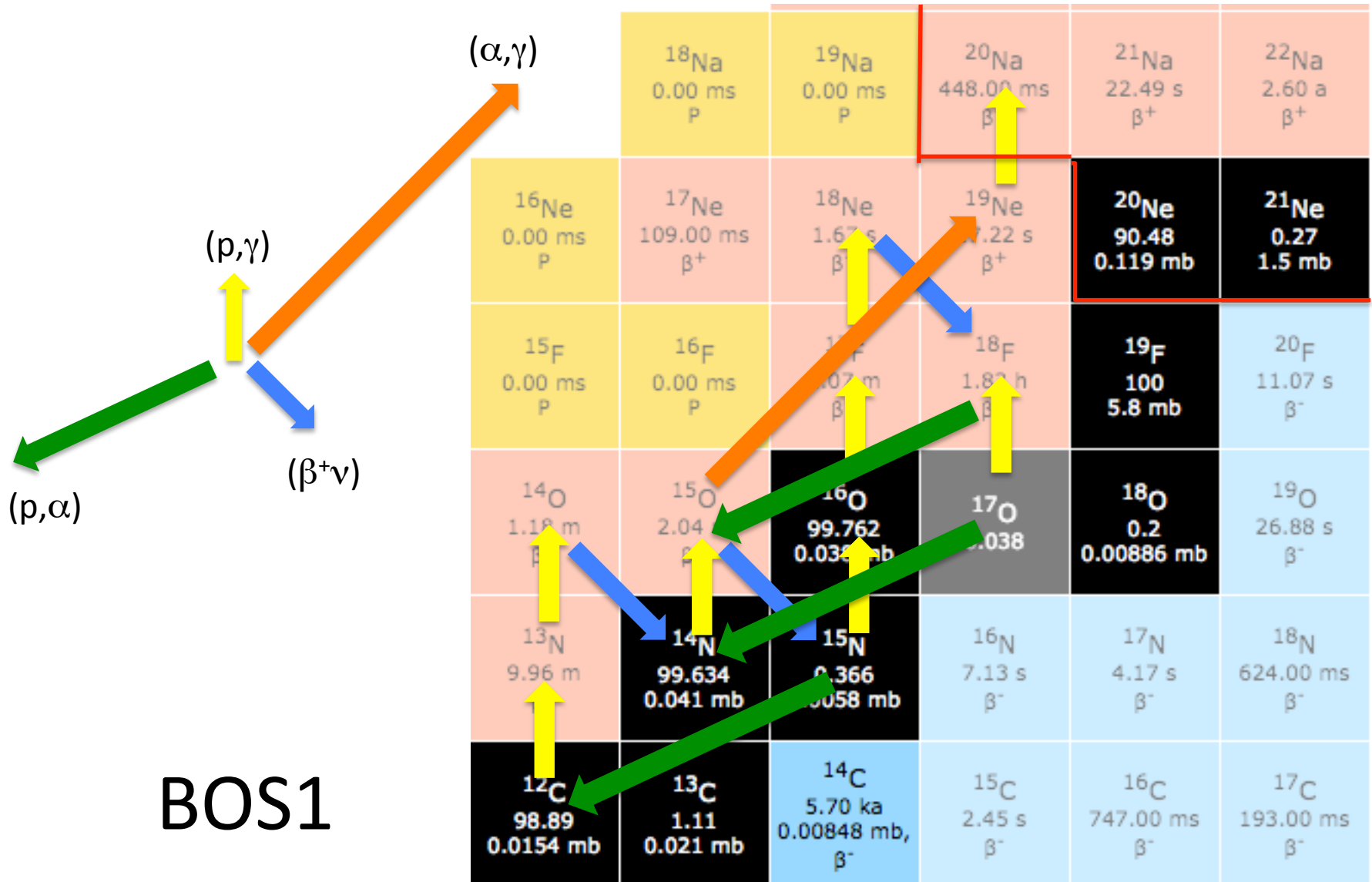
Più massiva è la stella maggiore è l'abbondanza del ^{16}O rispetto al ^{12}C .

Inoltre i residui del ciclo CNO permettono di avere altre reazioni come ad esempio:



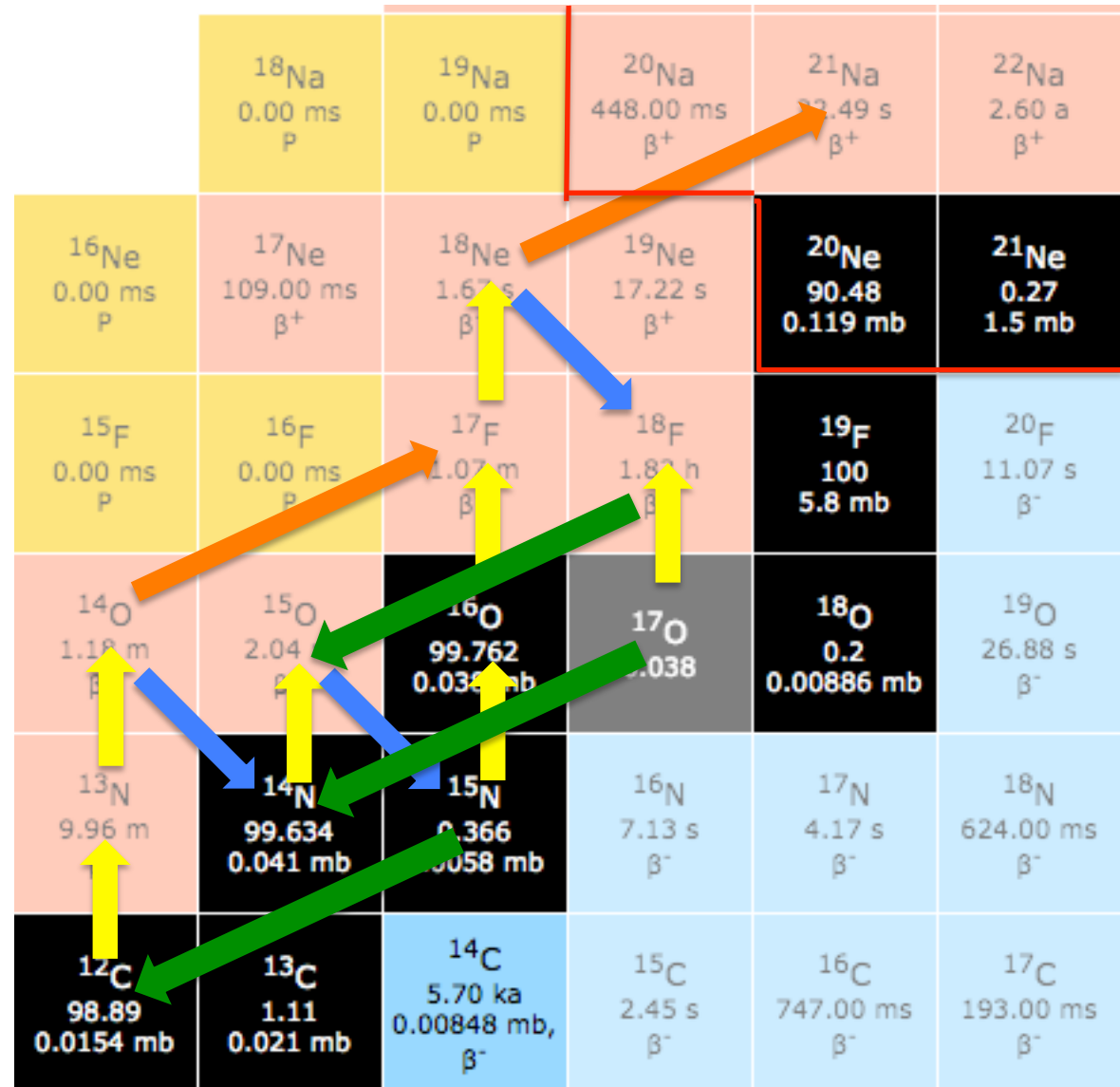
Quest'ultima reazione fornisce una sorgente di neutroni quando la $T > 0.25 \text{ GK}$

Scenario esplosivo della fusione H-He sequenze di breakout



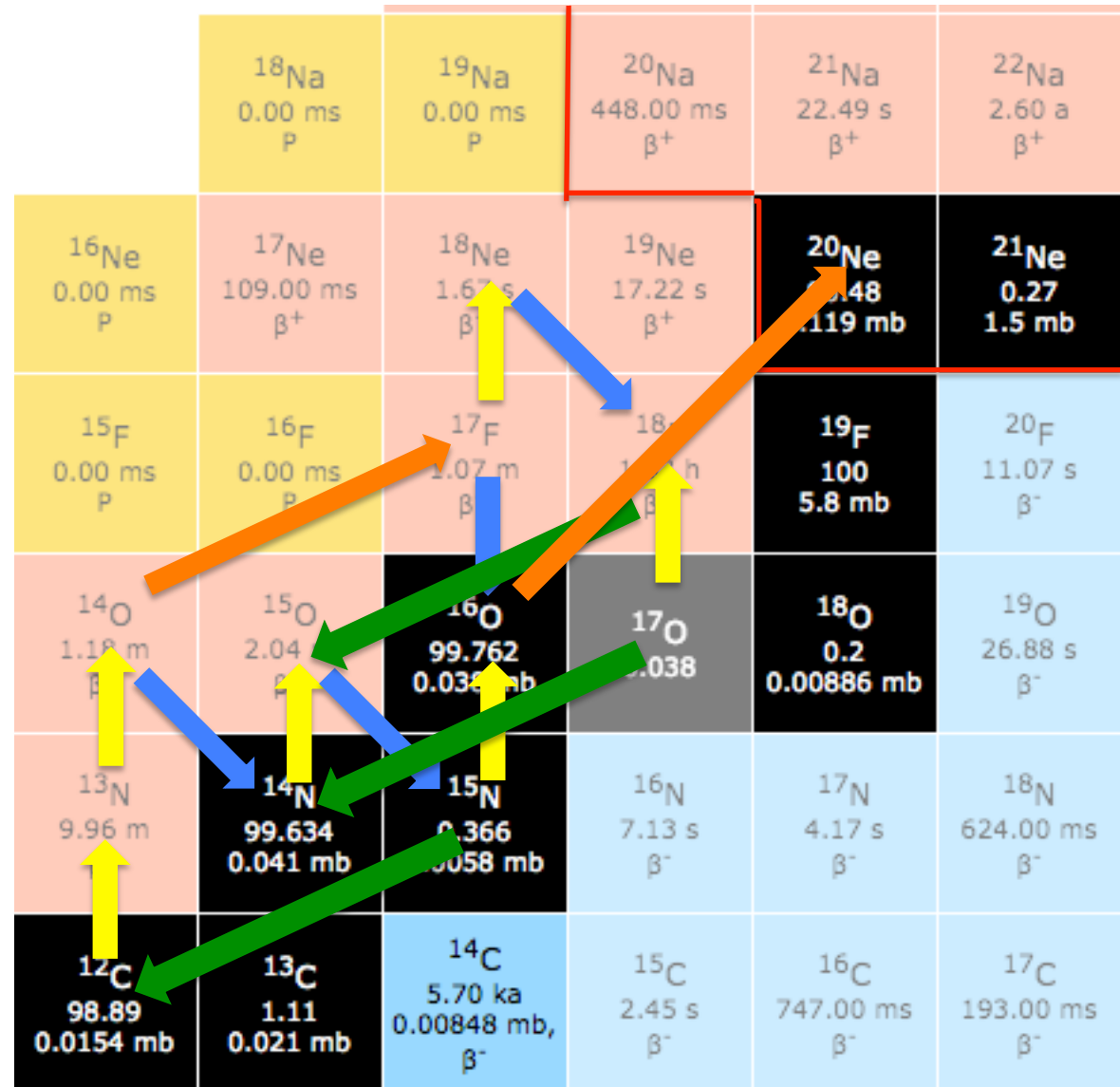
Sequenze di breakout

BOS2



Sequenze di breakout

BOS3



Fase avanzate di fusione: combustione C

Quando He è esaurito nel centro della stella, quest'ultimo è composto essenzialmente da ^{12}C e ^{16}O . Il rapporto tra le abbondanze di questi due elementi dipende dalla massa della stella.

Questo rapporto influenza l'evoluzione della stella.

Le possibili reazioni sono:

$^{12}\text{C} + ^{12}\text{C}$, $^{12}\text{C} + ^{16}\text{O}$, $^{16}\text{O} + ^{16}\text{O}$

$^{12}\text{C}(^{12}\text{C}, p)^{23}\text{Na}$	$Q = 2241 \text{ keV}$	$T = 0.6 - 1.0 \text{ GK}$ idrostatico
---	------------------------	--

$^{12}\text{C}(^{12}\text{C}, \alpha)^{20}\text{Ne}$	$Q = 4617 \text{ keV}$	$T = 1.8 - 2.5 \text{ GK}$ esplosivo
--	------------------------	--------------------------------------

$^{12}\text{C}(^{12}\text{C}, n)^{23}\text{Mg}$	$Q = -2599 \text{ keV}$	
---	-------------------------	--

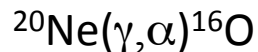
Le particelle leggere emesse vengono subito catturate, ad elevate temperature, dando inizio a reazioni secondarie

Fase avanzate: combustione Ne

Alla fine del processo di fusione del ^{12}C , il centro della stella sarà composto prevalentemente da ^{16}O , ^{20}Ne , ^{23}Na e ^{24}Mg .

L'energia di separazione per α , p, n, degli elementi presenti nel nucleo è tra 7-17 MeV, fa eccezione il ^{20}Ne per il quale l'energia di separazione α è di “appena” 4.73 MeV.

Il risultato è che il ^{20}Ne inizia il processo di fusione prima del ^{16}O

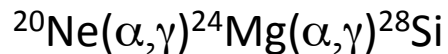


$$Q = -4730 \text{ keV}$$

$T = 1.2 - 1.8 \text{ GK}$ idrostatico

reazioni secondarie:

$T = 2.5 - 3.0 \text{ GK}$ esplosivo



$$Q = 9316 \text{ keV}$$

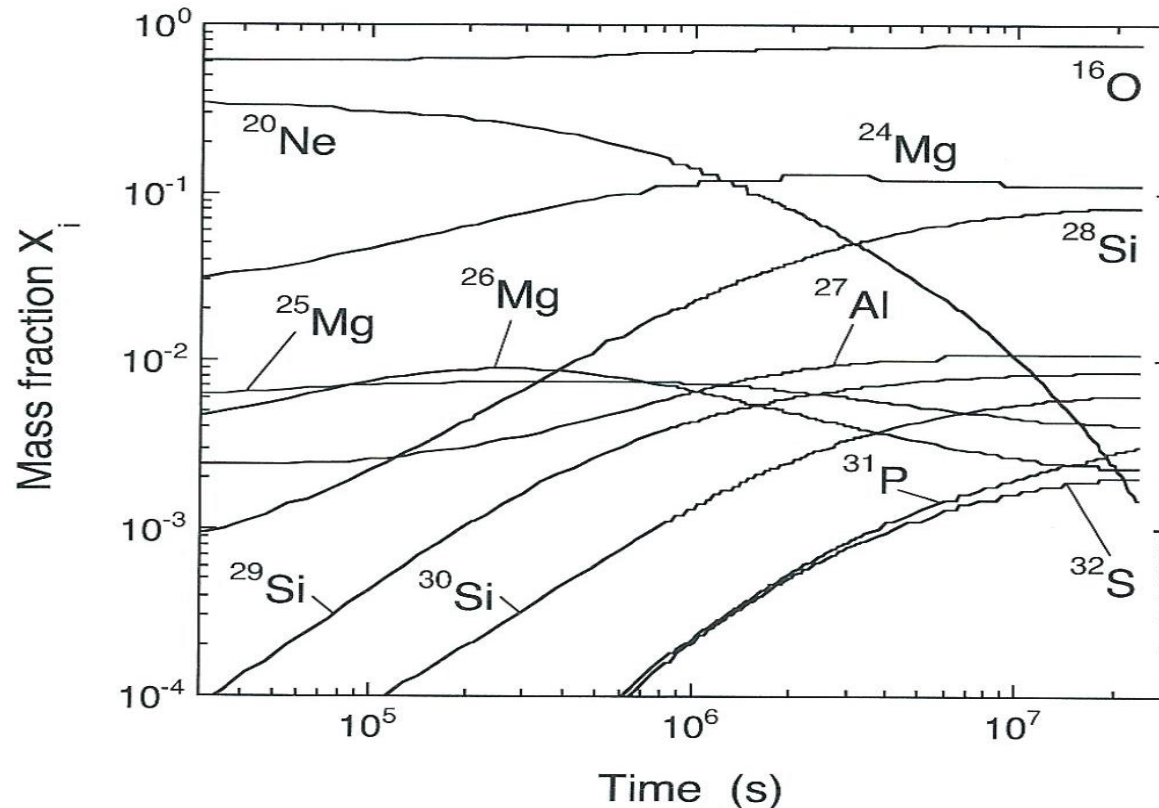
$$Q = 9984 \text{ keV}$$



$$Q = 1821 \text{ keV}$$

$$Q = 34 \text{ keV}$$

Fase avanzate: combustione del Ne



Dopo 2×10^6 s, il numero di protoni, α e neutroni liberati dalle reazioni diminuisce e così la nucleosintesi è rallentata.

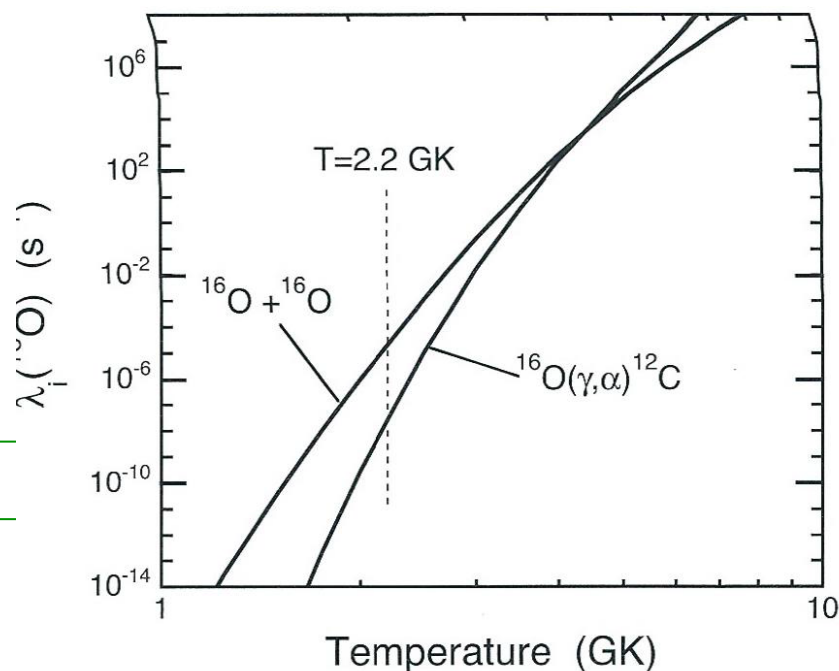
Gli elementi con abbondanza maggiore alla fine del processo della combustione del Ne sono, ^{16}O , ^{24}Mg e ^{28}Si

Fase avanzate: combustione O



$T = 1.5 - 2.7 \text{ GK}$ idrostatico

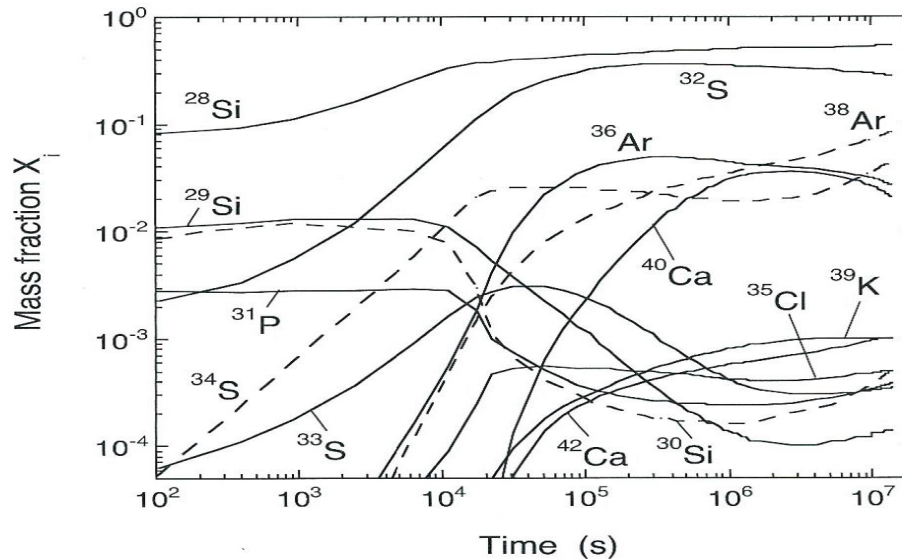
$T = 3 - 4 \text{ GK}$ esplosivo



i d vengono subito fotodisintegrati $d + \gamma \rightarrow p + n$

Fase avanzate: combustione Si

Alla fine della combustione del ^{16}O i nuclei più abbondanti sono il ^{28}Si e il ^{32}S



I processi di fusione $^{28}\text{Si} + ^{28}\text{Si}$ e $^{32}\text{S} + ^{32}\text{S}$ sono poco probabili a causa dell'elevata barriera coulombiana, anche alle temperature raggiunte in questa fase della stella.

La nucleosintesi procede attraverso processi di fotodisintegrazione dei nuclei con energia di legame più bassa, e le particelle leggere emesse vengono catturate creando elementi via via più pesanti.

Il processo chiamato “ri-arrangiamento da fotodisintegrazione” è simile a quella della combustione del Ne, ma coinvolge molti più nuclei

Fase avanzate: combustione Si

Le temperature di questa fase della stella sono:

$T = 2.8 - 4.1 \text{ GK}$ combustione idrostatica

$T = 4 - 5 \text{ GK}$ combustione esplosiva

L'energie di separazione per p, n, α del ^{32}S sono:

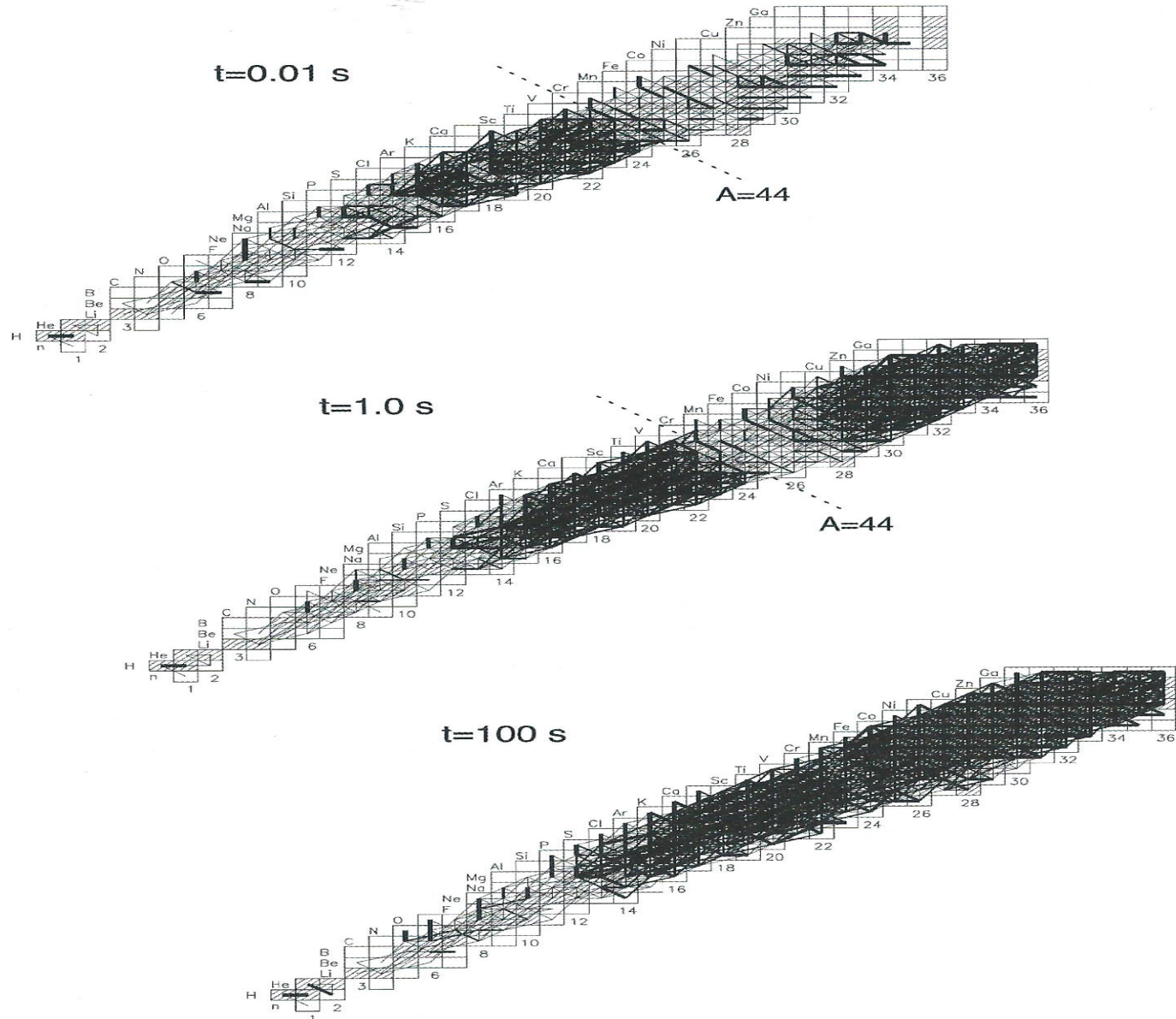
$$S_p = 8.90 \text{ MeV}, S_n = 15 \text{ MeV}, S_\alpha = 6.95 \text{ MeV}$$

Mentre per ^{28}Si sono:

$$S_p = 11.60 \text{ MeV}, S_n = 17.20 \text{ MeV}, S_\alpha = 9.98 \text{ MeV}$$

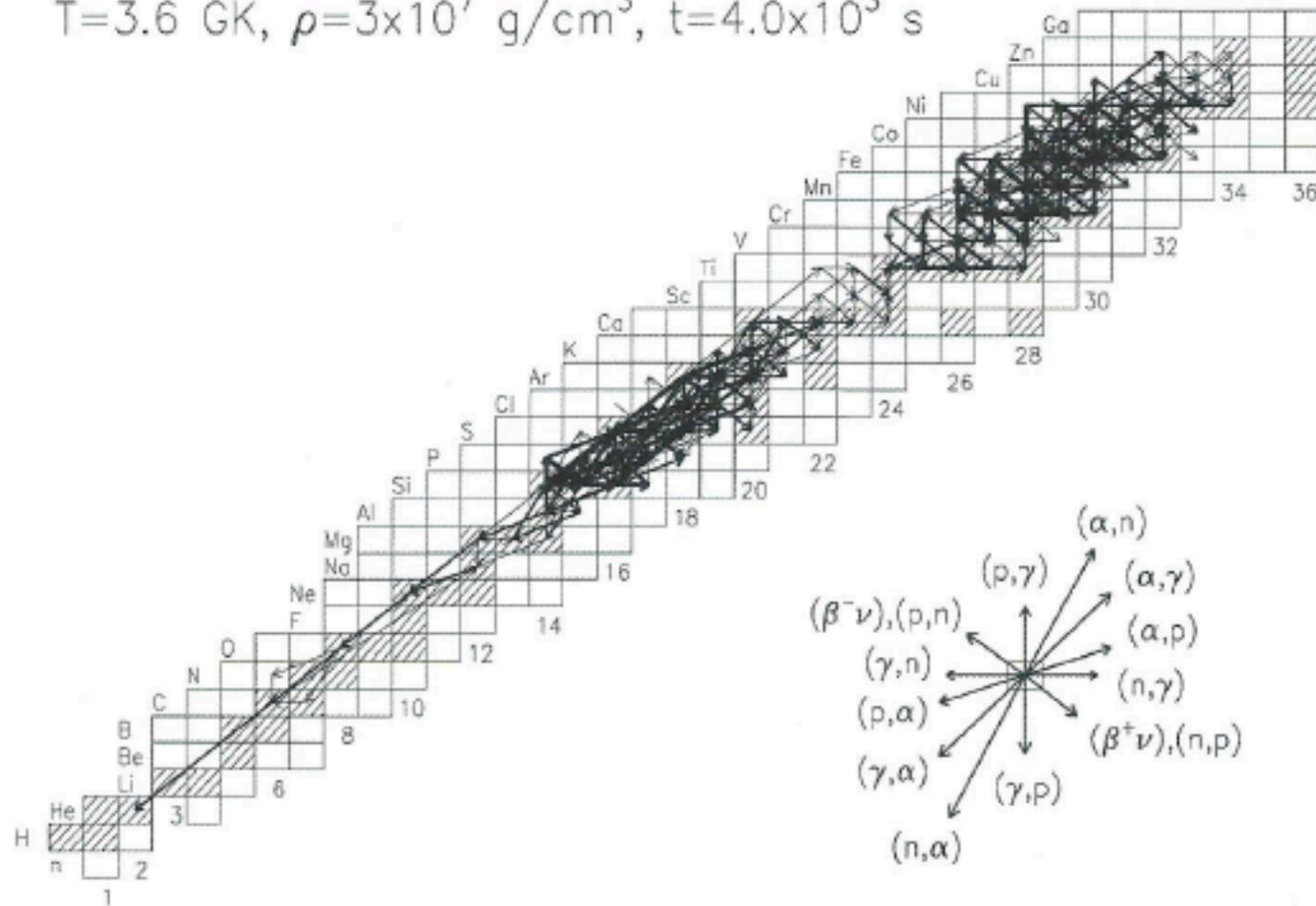
Quindi la prima reazione ad avere luogo è la $^{32}\text{S}(\gamma, \alpha)^{28}\text{Si}$ seguita da $^{32}\text{S}(\gamma, p)^{31}\text{P} \rightarrow$
 $^{31}\text{P}(\gamma, p)^{30}\text{Si}(\gamma, n)^{29}\text{Si}(\gamma, n)^{28}\text{Si}$

Fase avanzate: combustione Si

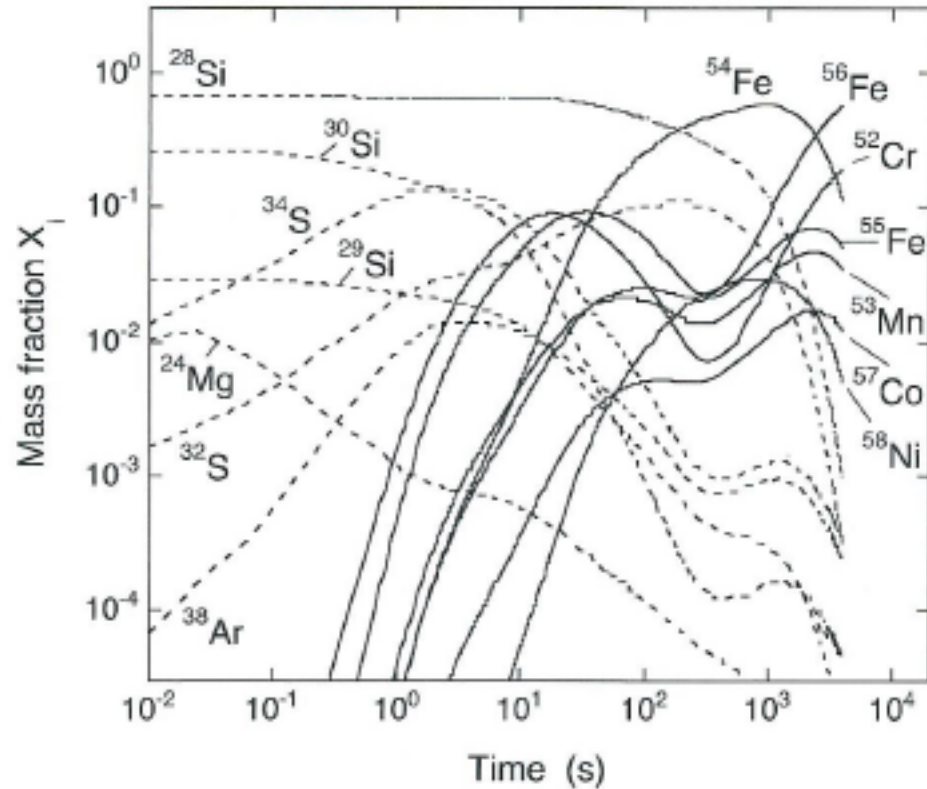


Fase avanzate: combustione Si

$$T=3.6 \text{ GK}, \rho=3 \times 10^7 \text{ g/cm}^3, t=4.0 \times 10^3 \text{ s}$$



Fase avanzate: combustione Si



Equilibrio statistico nucleare

Alla fine della combustione del ^{28}Si , la temperatura della stella aumenta costantemente, cosicché anche la regione $A < 24$ raggiunge l'equilibrio. L'ultima reazione a raggiungere l'equilibrio è la $3\alpha \rightarrow ^{12}\text{C}$

Quindi si ha una zona che da n , p , α fino ai nuclei del picco del Fe in quasiequilibrio tramite iterazione forte ed elettromagnetica.

Questa viene chiamato **equilibrio statistico nucleare**

Da notare che i processi deboli non partecipano all'equilibrio, i neutrini riescono a fuggire senza interagire, il loro cammino medio è maggiore del raggio della stella.

Quindi non è raggiunto un equilibrio totale.

In condizione di equilibrio statistico le abbondanze sono determinate da tre parametri indipendenti: temperatura, densità ed eccesso di neutroni.

Da ricordare: Il quasi-equilibrio è ottenuto per alti valori della temperatura e della densità.

Freeze Out

L'equilibrio statistico nucleare è l'ultima fase in cui la temperatura e densità della stella aumentano, la fase successiva è quella esplosiva.

In questa fase la situazione si inverte. Nelle fasi precedenti la temperatura e densità della stella aumentavano lentamente nel centro della stella. L'esplosione, in particolare l'onda d'urto, riscalda il primo strato esterno al centro, portandolo prima all'equilibrio statistico. Questo strato subisce una rapida diminuzione della temperatura come l'onda d'urto si muove verso l'esterno.

La nucleosintesi a questo punto dipende dalla densità di particelle n , p , α e dai tempi di espansione

Indicando con T_α la temperatura alla quale la prima reazione esce dall'equilibrio statistico, si possono verificare due casi:

$T < T_\alpha$ e il tempo di espansione è rapido \rightarrow **α reach freeze out**

$T < T_\alpha$ densità alta \rightarrow **particle poor freeze out**

Le reazioni di fotodisintegrazione non sono sufficientemente efficienti a creare n , p , α per mantenere l'equilibrio statistico nucleare

Nel primo caso le abbondanze vengono alterate durante il freeze out.

Nel secondo caso no