

Alma Mater Studiorum – Università di Bologna

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

Principali reazioni termonucleari nelle stelle

Tesi di laurea

Presentata da:
Tiziano Tosatto

Relatore:
Chiar.ma Prof. Marcella Brusa

Anno accademico 2021-2022

Indice

1	Introduzione	2
2	Nozioni di fisica nucleare	3
2.1	Effetto tunnel	3
2.2	Energia di legame	3
2.3	Reazioni nucleari	4
3	Reazioni di Fusione nelle stelle	6
3.1	Le catene PP	6
3.1.1	PP-I	6
3.1.2	PP-II	8
3.1.3	PP-III	9
3.1.4	Branching ratio	10
3.2	Il ciclo CNO	10
3.3	Processo 3α	12
3.4	Reazioni di presequenza	12

Capitolo 1

Introduzione

Le stelle sono strutture fluide in equilibrio idrostatico. Di conseguenza, per equilibrare la forza di gravità è necessario che nell'interno delle stelle ci siano meccanismi capaci di produrre una enorme quantità di energia durante tutto il ciclo vitale della stella, dal momento della sua "nascita" a quello della sua "morte".

Questo elaborato vuole esplorare brevemente quali siano questi meccanismi, quanta energia producono e le condizioni necessarie affinché si inneschino. Il primo capitolo introduce nozioni base di fisica nucleare necessarie per la trattazione ed espone le principali reazioni nucleari fondamentali; il secondo capitolo si occupa delle reazioni termonucleari caratteristiche degli interni stellari, ponendo attenzione anche al lato energetico del processo.

Capitolo 2

Nozioni di fisica nucleare

2.1 Effetto tunnel

Negli interni stellari la materia si trova in condizioni di temperature e pressioni tali da essere completamente ionizzata, in questo caso quindi le interazioni tra particelle sono di fatto interazioni tra nuclei. Affinché due nuclei possano interagire si deve verificare che si trovino a distanze dell'ordine di grandezza del fm ($10^{-15}m$); come è possibile che due particelle cariche positivamente riescano a superare la barriera di potenziale coulombiana? Entra in gioco un importante effetto quantistico chiamato *effetto tunnel*: scoperto nel 1928 dal fisico ucraino George Gamow proprio per spiegare il decadimento α , si osserva che una particella ha una probabilità non nulla di oltrepassare una qualsiasi barriera di potenziale, permettendo così ai due nuclei di interagire.

2.2 Energia di legame

In fisica nucleare non è più possibile ignorare l'equivalenza massa-energia ($E = mc^2$) perché le energie in gioco possono essere frazioni considerevoli delle masse a riposo dei nucleoni. I legami tra particelle si formano perché lo stato legato si trova a livelli di energia inferiori rispetto allo stato iniziale (nessun legame); questa differenza energetica si traduce effettivamente in una differenza di massa tra lo stato legato e la somma delle masse delle particelle libere che lo compongono. Per esempio la massa a riposo del deutone (stato legato di protone e neutrone) è inferiore alla somma delle masse a riposo di protone e neutrone:

$$m_{2H} \neq m_p + m_n \quad (2.1)$$

Essendo sempre $E = mc^2$ si può a tutti gli effetti considerare questo "difetto di massa" come "energia di legame" (*Binding Energy, BE*) ed è proprio questa la natura dell'energia liberata nelle reazioni termonucleari: quando due particelle si fondono la massa in eccesso viene istantaneamente trasformata in energia ed irradiata nell'ambiente. La natura esotermica delle reazioni di fusione nucleare però non rimane tale lungo tutta la tavola periodica: dal ^{56}Fe in poi l'energia di legame per nucleone diminuisce invece che aumentare, rendendo svantaggioso energeticamente il processo di fusione e vantaggioso il processo opposto, cioè la fissione di nuclei pesanti in nuclei più leggeri. Questo fenomeno è ben rappresentato dal grafico in figura 2.1.

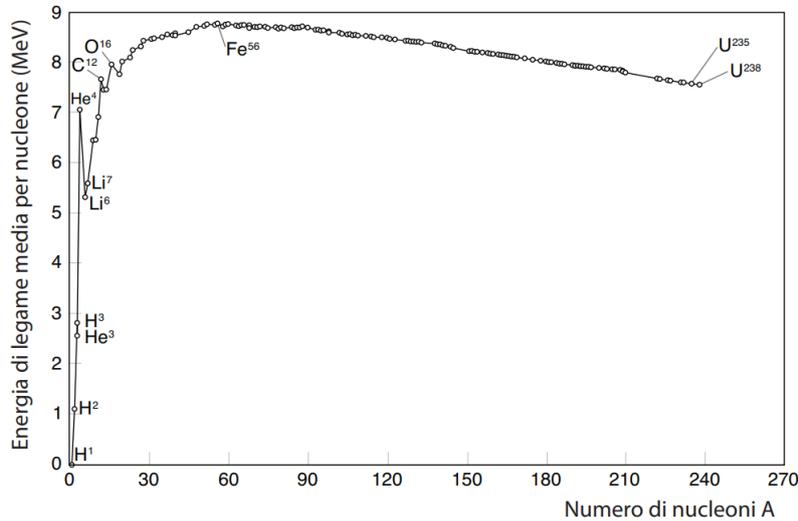


Figura 2.1: Grafico della Energia di legame per nucleone in funzione del numero di massa: la funzione BE/A cresce (con diverse irregolarità) fino ad un massimo in corrispondenza del ^{56}Fe per poi decrescere lentamente. (Fonte: *Particelle e Interazioni Fondamentali*)

2.3 Reazioni nucleari

Segue un elenco delle principali reazioni nucleari che si incontreranno nella trattazione:

- **Decadimento α :** Il nucleo padre si separa in un nucleo più leggero emettendo uno ione di ^4He :



- **Decadimenti β :** Sono invece caratterizzati dall'emissione di radiazione β , cioè di elettroni o positroni. Essendo processi nei quali agisce

l'interazione debole in questi decadimenti c'è sempre una componente di neutrini, che in contesti stellari significa sempre una perdita di energia: questi leptoni hanno una sezione d'urto estremamente piccola ($\sigma_e/\sigma_\nu \approx 10^5$) e riescono quindi ad attraversare tutta la struttura stellare senza interagire con nessuna particella, sottraendo di fatto energia al nucleo. I due decadimenti sono:

$$\beta^+ : p \rightarrow n + e^+ + \nu_e \quad (2.3a)$$

$$\beta^- : n \rightarrow p + e^- + \bar{\nu}_e + \gamma \quad (2.3b)$$

Il decadimento β^- è un processo esotermico mentre il β^+ endotermico: la massa a riposo del neutrone è maggiore di quella del protone e quindi non è possibile che spontaneamente un protone decada in un neutrone; negli interni stellari l'energia necessaria per questa reazione è fornita dalle estreme condizioni di temperatura e pressione.

- **Cattura Protonica:** Il principale processo di nucleosintesi di elementi leggeri è chiamato cattura protonica: il nucleo padre "cattura" un protone libero che si fonde con il proprio nucleo.



Questo processo si può trovare in pressoché tutte le reazioni termonucleari trattate nel prossimo capitolo.

- **Cattura Neutronica:** Uno dei processi di nucleosintesi di elementi pesanti, spesso viene seguita da uno o più decadimenti β fino alla formazione di un isotopo stabile. Il nucleo padre "cattura" un neutrone, aumentando quindi solo il suo numero di massa.



- **Cattura Elettronica:** Il nucleo padre assorbe un elettrone, mutando di fatto un protone in un neutrone ed emettendo un neutrino.



- **Cattura α :** L'ultimo processo nucleare rilevante per questa trattazione è chiamato "cattura α " e consiste semplicemente in una particella α (cioè un nucleo di ${}^4\text{He}$) che si fonde con il nucleo padre, formando quindi una particella più pesante di quattro unità atomiche.



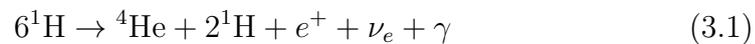
Capitolo 3

Reazioni di Fusione nelle stelle

3.1 Le catene PP

3.1.1 PP-I

La catena PP-I è il più semplice gruppo di reazioni termonucleari negli interni stellari, banalizzandola in una singola reazione si scriverebbe:



Cioè quattro ioni di idrogeno vengono fusi in un nucleo di elio. Le reazioni che compongono la catena PP-I sono elencate nella Tabella 1: inizialmente interagiscono due atomi di idrogeno (cioè due protoni liberi: nelle condizioni di pressione e temperatura degli interni stellari la materia è completamente ionizzata) per formare un nucleo di deuterio, questo nucleo di deuterio a sua volta interagisce con un altro atomo di idrogeno ottenendo così un nucleo di ^3He ; il nucleo di elio si fonde infine con un altro nucleo di ^3He e si ottiene così un nucleo di ^4He (particella α) e due protoni liberi. Nella Tabella 1 sono indicati anche i bilanci energetici di ogni singola reazione, il bilancio totale si calcola semplicemente considerando che in una catena PP-I avvengono due volte le prime due reazioni per produrre due ^3He e una volta la terza, ottenendo quindi un guadagno energetico totale di 26.2 MeV .

Reazione	Bilancio Energetico [MeV]	Tempo di vita medio
$^1\text{H} + ^1\text{H} \rightarrow ^2\text{H} + e^+ + \nu_e$	+1.44 - 0.26	$1.4 * 10^9 [\text{Yr}]$
$^2\text{H} + ^1\text{H} \rightarrow ^3\text{He} + \gamma$	+5.49	6 [s]
$^3\text{He} + ^3\text{He} \rightarrow ^4\text{He} + ^1\text{H} + ^1\text{H}$	+12.85	$10^6 [\text{Yr}]$

Tabella 1: Le reazioni della catena PP-I

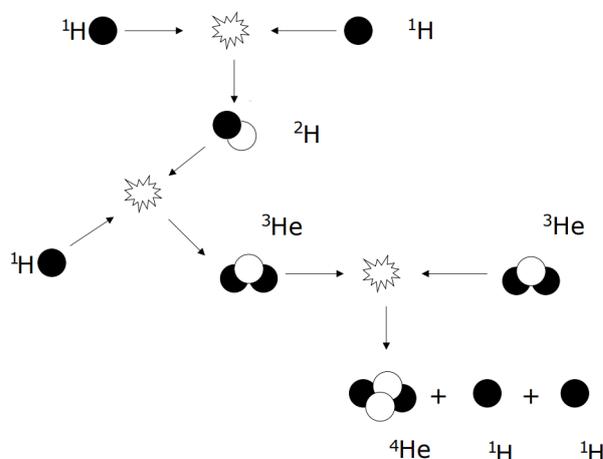


Figura 3.1: Schema della catena PP-I (Fonte: *Slides del corso di Astrofisica Stellare*)

In una catena PP-I vengono prodotti solamente due ν , limitando quindi le perdite energetiche a circa il 2%; bisogna specificare che l'energia del neutrino nella prima reazione non è esattamente monocromatica, trattandosi di un processo a tre corpi, ma varia in un range compreso tra quasi 0 e 0.46 MeV

Il tempo di vita medio elevato della prima reazione è dovuto dai due processi che sono necessari a formare il deuterio:

- Uno dei due protoni deve riuscire a oltrepassare la barriera di potenziale coulombiana tramite l'effetto tunnel;
- Deve verificarsi anche un decadimento β^+ , che è un processo endotermico e quindi "naturalmente" svantaggiato da un punto di vista energetico (*Vedi Capitolo 1*).

La bassa probabilità di transizione della prima reazione è uno dei principali fattori che caratterizzano la durata della vita delle stelle e giustifica anche la ridotta abbondanza di deuterio negli interni stellari: la sua produzione è estremamente lenta e il suo consumo estremamente rapido, quindi tutto il deuterio prodotto interagisce "istantaneamente" con i protoni liberi del nucleo stellare formando ^3He , impendendone quindi un accumulo.

Le temperature caratteristiche della catena PP-I vanno dai 10 ai 14 MK, all'interno di questo range sono il principale processo di fusione nei nuclei stellari: le altre catene PP hanno bisogno della presenza dell' ^4He per la loro attivazione e la PP-1 è il principale canale di produzione di questo isotopo.

3.1.2 PP-II

La catena PP-II si differenzia dalla prima perché il nucleo di ${}^3\text{He}$ interagisce con un ${}^4\text{He}$ già presente nell'ambiente per formare un nucleo di ${}^7\text{Be}$ che fa una cattura elettronica e produce così uno atomo ${}^7\text{Li}$; infine il litio si fonde con un protone per formare per un nucleo altamente instabile di ${}^8\text{Be}$ (vita media $9.7 * 10^{-17}\text{s}$) che decade quasi istantaneamente in due particelle α .

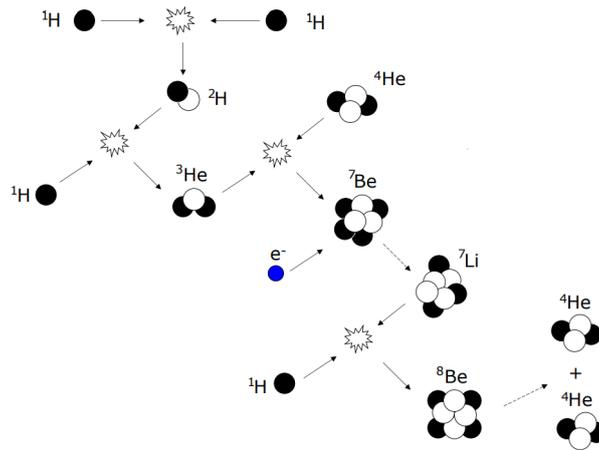


Figura 3.2: Schema della catena PP-II (Fonte: Slides del corso di Astrofisica Stellare)

Anche questa catena, banalizzandola a una reazione sola, produce un nucleo di ${}^4\text{He}$ fondendo quattro protoni; però essendoci più reazioni che coinvolgono interazioni deboli le perdite energetiche sono maggiori, come si vede in Tabella 2.

Reazione	Bilancio Energetico [MeV]	Tempo di vita medio
${}^1\text{H} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^2\text{H} + e^+ + \nu_e$	+1.44 - 0.26	$1.4 * 10^9 [\text{Yr}]$
${}^2\text{H} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^3\text{He} + \gamma$	+5.49	6 [s]
${}^3\text{He} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^7\text{Be} + \gamma$	+1.59	$10^6 [\text{Yr}]$
${}^7\text{Be} + e^- \rightarrow {}^7\text{Li} + \nu_e$	+0.86 - 0.80	0.4[Yr]
${}^7\text{Li} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^8\text{Be} + \gamma$	+17.25	360[s]
${}^8\text{Be} \rightarrow {}^4\text{He} + {}^4\text{He} + \gamma$	+0.1	$9.7 * 10^{-17} [\text{s}]$

Tabella 2: Le reazioni della catena PP-II

Il guadagno energetico di questo ciclo è di 25.67 MeV con perdite per neutrini del circa 4%, in realtà l'energia del neutrino nella quarta reazione può avere due diversi valori a seconda del livello di eccitazione del nucleo di ${}^7\text{Li}$. La catena PP-II risulta il processo più efficiente a temperature tra i 18 e i 25 MK.

3.1.3 PP-III

Questa ultima variante delle catene protone-protone si separa dalla seconda nella reazione successiva alla sintetizzazione del ${}^7\text{Be}$: invece di interagire con un e^- si fonde con un ${}^1\text{H}$ formando un ${}^8\text{B}$. Questo isotopo ha numero di massa pari a otto ed è altamente instabile, decade con un decadimento β^+ in ${}^8\text{Be}$ che a sua volta decade naturalmente in due particelle α .

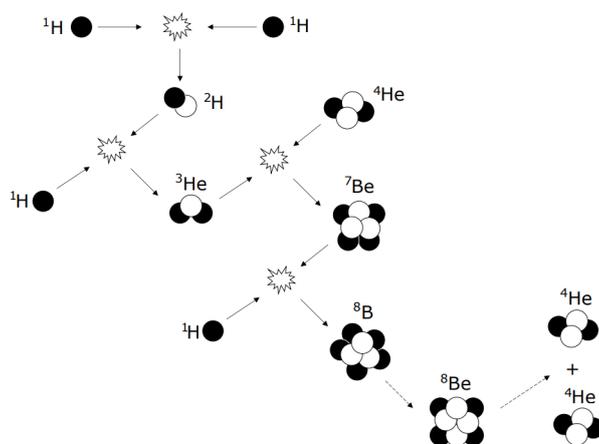


Figura 3.3: Schema della catena PP-III (Fonte: Slides del corso di Astrofisica Stellare)

Il guadagno energetico totale di questo ultimo ramo delle catene PP è di soli 19.3 MeV e con perdite del 38%, il motivo della poca efficienza è che tra tutte le catene PP questa variante è l'unica che contiene al suo interno due decadimenti β , e quindi ha una produzione di neutrini pressoché doppia rispetto a PP-I e PP-II. La catena PP-III risulta dominante a temperature di oltre i 25 MK.

Reazione	Bilancio Energetico [MeV]	Tempo di vita medio
${}^1\text{H} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^2\text{H} + e^+ + \nu_e$	+1.44 - 0.26	$1.4 * 10^9 [Yr]$
${}^2\text{H} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^3\text{He} + \gamma$	+5.49	6 [s]
${}^3\text{He} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^7\text{Be} + \gamma$	+1.59	$10^6 [Yr]$
${}^7\text{Be} + {}^1\text{H} \rightarrow {}^8\text{B} + \gamma$	+0.135	66 [Yr]
${}^8\text{B} \rightarrow {}^8\text{Be} + e^+ + \nu_e$	+17.97 - 7.20	1 [s]
${}^8\text{Be} \rightarrow {}^4\text{He} + {}^4\text{He} + \gamma$	+0.1	$9.7 * 10^{-17} [s]$

Tabella 3: Le reazioni della catena PP-III

3.1.4 Branching ratio

I tre tipi di catene PP appena esposti non coesistono con la stessa frequenza nei nuclei stellari. Il branching ratio dei tre rami è fortemente dipendente dal rapporto delle abbondanze relative di idrogeno e elio e dalla temperatura, il primo punto di diramazione è dato dalla particella con cui interagisce il neoformato ${}^3\text{He}$: se interagisce con un altro isotopo ${}^3\text{He}$ allora si concluderà la catena PP-I, se invece interagisce con un ${}^4\text{He}$ si andrà verso PP-I o PP-II. Risulta evidente a questo punto che necessariamente la catena PP-I dovrà essere il primo ramo attivo delle catene PP in quanto essa stessa produce l'elio necessario per gli altri due rami.

Oltre al contesto chimico un altro fattore cruciale al determinare quale ramo delle catene PP si attivi o sia il più efficiente è la temperatura: Al di sotto dei 10 MK non si riesce a completare neanche la catena PP-I che risulta essere il processo dominante fino a circa i 18 MK . A questa temperatura la PP-I viene sovrastata (in termini di efficienza relativa) dalla PP-II che rimane il ramo più efficiente fino ai 25 MK , dove inizia a dominare la PP-III.

3.2 Il ciclo CNO

Oltre alla fusione diretta di atomi in altri atomi nei nuclei delle stelle si possono avere altri meccanismi chiamati *Cicli*. I cicli si servono di elementi tendenzialmente più pesanti (C,N,O) come catalizzatori per le reazioni di fusione nucleare; questi elementi non vengono direttamente prodotti dal ciclo ma sono la "struttura" sulla quale agiscono le reazioni di fusione nucleare. Questo significa che gli elementi catalizzatori devono essere già presenti nell'ambiente stellare affinché i cicli si attivino: si tratta infatti di reazioni che caratterizzano stadi più avanzati della vita di una stella rispetto alle catene Protone-Protone.

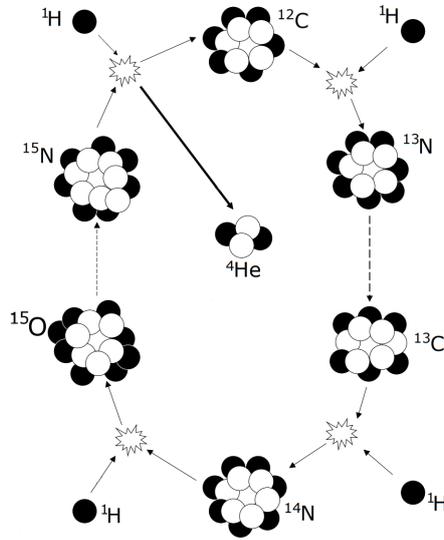
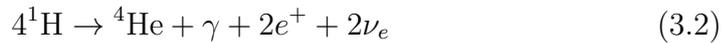


Figura 3.4: Schema del ciclo CNO (Fonte: *Slides del corso di Astrofisica Stellare*)

Ogni ciclo è caratterizzato da diverse temperature di attivazione a seconda degli elementi che ne fanno parte, il ciclo più semplice possibile è il Ciclo CNO che si attiva a partire da temperature di 15 MK. Il CNO, come suggerisce il nome, è un ciclo che ha come elementi catalizzatori Carbonio, Azoto e Ossigeno; in un ciclo completo avvengono in totale quattro catture protoniche e due decadimenti β^+ , sinteticamente l'azione del CNO è:



Le sei reazioni che compongono il ciclo sono indicate nella Tabella 4, in totale un ciclo CNO produce 24.94 MeV di energia con perdite al 7%. Come nel caso del deuterio nella catena PP-I, la differenza di tempi caratteristici tra la terza e la quarta reazione del ciclo provoca un accumulo di ^{14}N negli interni stellari e permette di dividere il ciclo in due rami chiamati "ramo lento" (fino alla produzione di ^{14}N) e "ramo veloce".

Reazione	Bilancio Energetico [MeV]	Tempo di vita medio
$^{12}\text{C} + ^1\text{H} \rightarrow ^{13}\text{N} + \gamma$	+1.94	$1.3 * 10^7 [\text{Yr}]$
$^{13}\text{N} \rightarrow ^{13}\text{C} + e^+ + \nu_e$	+2.2 - 0.7	420[s]
$^{13}\text{C} + ^1\text{H} \rightarrow ^{14}\text{N} + \gamma$	+7.55	$2.7 * 10^6 [\text{Yr}]$
$^{14}\text{N} + ^1\text{H} \rightarrow ^{15}\text{O} + \gamma$	+7.29	$3.2 * 10^8 [\text{Yr}]$
$^{15}\text{O} \rightarrow ^{15}\text{N} + e^+ + \nu_e$	+2.7 - 1	82[s]
$^{15}\text{N} + ^1\text{H} \rightarrow ^{12}\text{C} + ^4\text{He} + \gamma$	+4.96	$1.1 * 10^5 [\text{Yr}]$

Tabella 4: Le reazioni del ciclo CNO

3.3 Processo 3α

La fase principale della vita di una stella è quella di combustione dell'idrogeno, chiamata "Sequenza Principale"; tutti i processi incontrati fino ad ora sono di fatto processi di combustione di idrogeno in elio. Una volta che l'abbondanza relativa di idrogeno nel nucleo scende sotto il 5% le catene PP e il ciclo CNO non producono più abbastanza energia per poter sostenere l'energia gravitazionale; quindi il nucleo della stella si contrae e riscalda fino a raggiungere circa i 120-150 *MK*, temperature alle quali si innescano le reazioni di fusione dell'elio.

Il processo chiamato 3α è semplicemente una fusione di tre nuclei di ${}^4\text{He}$ in un nucleo di ${}^{12}\text{C}$, passando per l'instabile stato di ${}^8\text{Be}$. Come detto in precedenza questo isotopo del berillio ha una vita media estremamente breve e quindi si scinderebbe in due nuclei di elio formando una reazione risonante (${}^4\text{He} + {}^4\text{He} \leftrightarrow {}^8\text{Be}$); deve trovarsi in un ambiente abbondantemente ricco di elio per poter interagire con una particella α prima del suo decadimento. Per questo motivo il processo 3α si innesca solo una volta "terminato" il bruciamento dell'idrogeno: in questa fase il nucleo della stella è composto principalmente da elio. Questa catena di reazioni è anche il principale canale di produzione di carbonio negli interni stellari.

In totale un processo 3α produce 7.26 *MeV*, notevolmente meno rispetto ai processi di combustione dell'idrogeno; la temperatura caratteristica del 3α è la temperatura alla quale le due reazioni sono in equilibrio, cioè 120 *MK*.

Reazione	Bilancio Energetico [<i>MeV</i>]	Tempo di vita medio
${}^4\text{He} + {}^4\text{He} \leftrightarrow {}^8\text{Be}$	-0.1	-
${}^8\text{Be} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^{12}\text{C} + \gamma$	+7.36	$< 9.7 * 10^{-17}[\text{s}]$

Tabella 5: Le reazioni del processo 3α

3.4 Reazioni di presequenza

Le reazioni di presequenza sono reazioni di fusione di elementi leggeri come deuterio e litio che caratterizzano le fasi evolutive subito precedenti alla sequenza principale della vita di una stella. Le principali reazioni di questo tipo sono:





Queste reazioni si attivano a temperature tra gli $0.5 MK$ ai $5 MK$ e producono principalmente isotopi dell'elio necessari a innescare il bruciamento dell'idrogeno nel nucleo: le catene PP non potrebbero completarsi se non ci fosse una precisa abbondanza di elio, raggiunta anche grazie alle reazioni di presequenza.

Bibliografia

- [1] S. Braibant, G. Giacomelli, M. Spurio (2012) *Particelle e Interazioni Fondamentali*, Springer, II ed.
- [2] Vittorio Castellani (1985) *Astrofisica Stellare*, Zanichelli
- [3] F.R. Ferraro (2021) *Appunti e slides del corso: Astrofisica Stellare*
- [4] H. Karttunen, P. Köger, H. Oja, M. Poutanen, K.J. Donner (2007) *Fundamental Astronomy*, Spinger, V ed.
- [5] R. Mitalas, *Branching of the PP chains*, Astrophysical Journal, Part 1, vol. 325, Feb. 1, 1988, p. 476-479