

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:
Simone Candini

Relatore:
Prof. Daniele Dallacasa

Anno Accademico 2019-2020

Indice

1	Premesse	3
1.1	Storia	3
1.2	Valle di stabilità e Processi nucleari	3
1.3	Reazioni di Pre-Sequenza	5
2	Fusione dell'idrogeno in elio	6
2.1	Catene P-P	6
2.1.1	PPI	7
2.1.2	PPII	8
2.1.3	PPIII	10
2.2	Ciclo CNO	11
2.2.1	Ciclo Principale	12
2.2.2	Ciclo Secondario	13
2.3	Processo 3α	15
3	Reazioni successive alla 3α	16
3.1	Cattura α	16
3.2	Cattura neutronica	17

Introduzione

Le reazioni termonucleari sono il principale processo di produzione di energia che alimenta le stelle attive, di sequenza principale e giganti. Le reazioni sono la fonte principale dell'energia irradiata da una stella e, quando si innescano, la contrazione della stella rallenta. Infatti, poichè i processi di fusione diminuiscono il numero di particelle libere, la pressione che mantiene la struttura in equilibrio idrostatico diminuisce.

Temperatura e pressioni elevate permettono l'innescò della reazione termonucleare più semplice, la fusione dell'idrogeno in elio, che in particolare avviene quando la temperatura del nucleo stellare raggiunge i 10^7K . Al termine della combustione, la stella si contrae rapidamente, mentre il nucleo si riscalda fino a raggiungere la temperatura di innescò delle reazioni successive, le quali produrranno nuova energia e sufficiente pressione per rallentare nuovamente la contrazione della stella.

È stato osservato che le stelle più giovani sono formate approssimativamente da:

- 70-75% di idrogeno;
- 23-28% di elio;
- 2-3% di metalli (elementi più pesanti dell'elio).

La fusione dell'idrogeno avviene in modo differente fra stelle di piccola massa e stelle di grande massa per quanto riguarda il tipo di reazioni e l'efficienza con cui esse producono energia, influenzando sensibilmente il tempo di vita della stella.

Il bruciamento dell'idrogeno è il processo alla base di tutte le reazioni che avvengono all'interno delle stelle che superano la temperatura sopracitata, inoltre, l'evoluzione della stella e le abbondanze degli elementi che verranno prodotti al suo interno dipenderanno dalla sua massa. La dipendenza dalla massa sarà rilevante fino alla fine del ciclo vitale di una stella, che si potrà concludere o con un silenzioso raffreddamento o effettuando una magnifica esplosione.

Capitolo 1

Premesse

1.1 Storia

La prima trattazione delle reazioni termonucleari nelle stelle fu ad opera di Arthur Eddington, nel 1920. Egli propose che la fonte di energia all'interno di una stella fosse il bruciamento dell'idrogeno in elio. Ipotizzò inoltre che gli elementi più pesanti dell'elio venissero prodotti all'interno delle stelle stesse.

Prima che venisse scoperta la struttura atomica e subatomica, gli interni stellari erano sostanzialmente un mistero, finché nell'ultimo secolo non sono state ottenute una quantità enorme di informazioni sulle stelle in un tempo relativamente breve: si consideri che nel 1920 fu teorizzata l'esistenza dei neutroni (scoperti nel 1932) mentre nel 1919 fu scoperto il protone, inoltre solo 7 anni prima Bohr ipotizzava la sua visione rivoluzionaria dell'atomo.

Nel 1928 la meccanica quantistica, nata pochi anni prima dell'ipotesi di Eddington, fornì un contributo fondamentale allo studio delle reazioni nucleari (e di conseguenza anche allo studio degli interni stellari). George Gamow derivò ciò che viene detto effetto Gamow. Grazie a questo effetto quantistico, è stato possibile spiegare come gli atomi si possano fondere, superando la barriera di potenziale coulombiano che ne causa la reciproca repulsione.

1.2 Valle di stabilità e Processi nucleari

In natura, gli atomi possono essere stabili o instabili: il numero di protoni e neutroni nel nucleo infatti porta alla stabilità o al decadimento dell'atomo. I protoni e neutroni liberi nell'ambiente si possono unire ad un atomo attraverso dei meccanismi chiamati *catture* (protoniche o neutroniche).

Gli elementi si definiscono in base al numero di protoni presenti nel nucleo, pertanto una cattura protonica modifica l'elemento chimico.

Si definisce isotopo di un elemento, un atomo che possiede il suo stesso numero di protoni, ma un numero diverso di neutroni. Una cattura neutronica produce un isotopo, e non va a modificare l'elemento.

Processi Principali

Fra i principali processi nucleari troviamo:

- Decadimenti:

1. $\beta^- : n \rightarrow p^+ + e^- + \bar{\nu}$.

Reazione esoergonica, avviene spontaneamente;

2. $\beta^+ : p^+ \rightarrow n + e^+ + \nu$.

Reazione endoergonica, non avviene spontaneamente;

3. β inverso: $p^+ + e^- \rightarrow n + \nu$. Chiamato anche *cattura elettronica*.

- Cattura:

1. Protonica : $Z^A + p^+ \rightarrow (Z + 1)^{A+1} + \gamma$;

2. Alfa : $Z^A + \alpha \rightarrow (Z + 2)^{A+4} + \gamma$;

3. Neutronica: $Z^A + n \rightarrow Z^{A+1}$.

Generalmente è seguita da un decadimento β^- , segue la reazione:

$$Z^{A+1} \rightarrow (Z + 1)^{A+1} + e^- + \bar{\nu}.$$

- Fotodisintegrazione: $Z^A + \gamma \rightarrow x \cdot \alpha + n$.

Avviene quando i fotoni sono sufficientemente energetici da scindere l'atomo. I prodotti sono un numero intero di particelle alfa (in quanto molto stabili) e neutroni.

L'immagine 1.2.1 mostra quali sono gli elementi stabili in un grafico $N - Z$: si nota che per un basso numero di protoni, si ha stabilità quando $N \approx Z$, mentre aumentando il numero atomico sono necessari più neutroni per contrastare la forza forte del nucleo. Per muoversi nel grafico si deve tenere conto che:

- la cattura protonica sposta verso l'alto;
- la cattura neutronica sposta verso destra;
- il decadimento β^+ sposta in basso a destra;
- il decadimento β^- sposta in alto a sinistra.

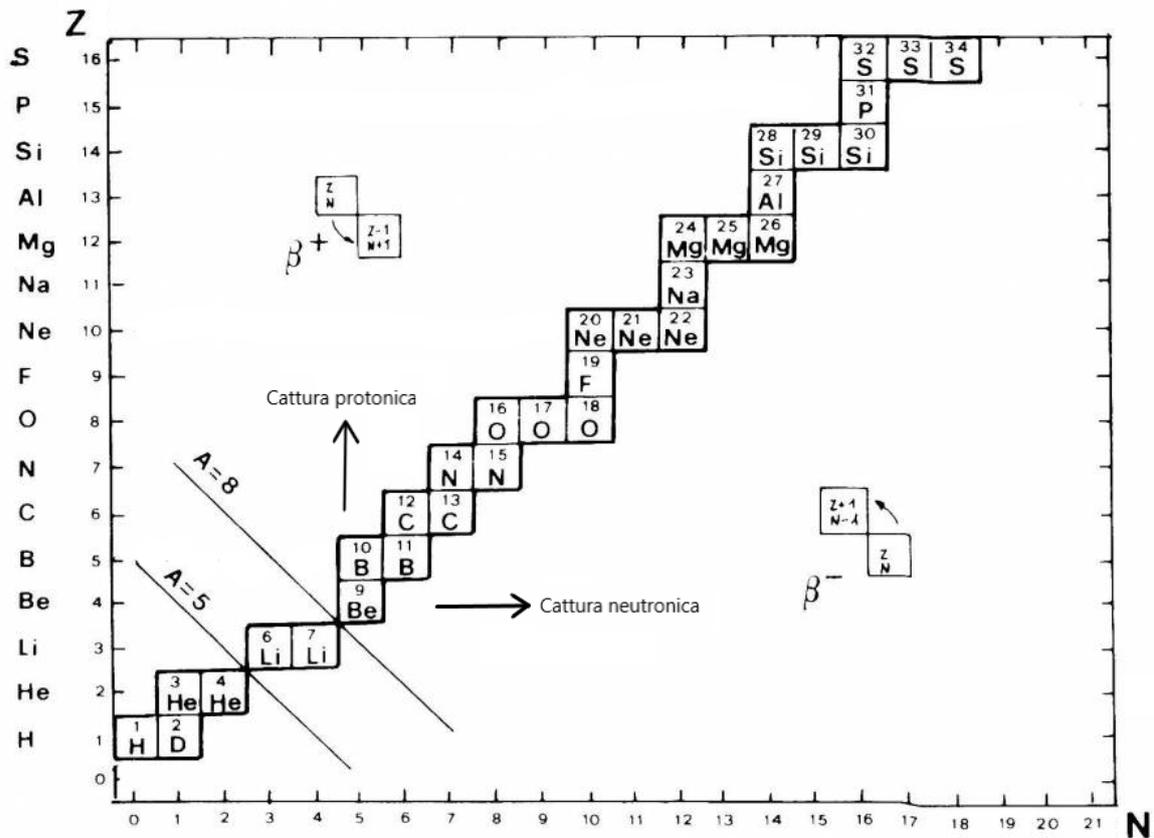


Figura 1.2.1: Valle di stabilità: sono rappresentati gli elementi che non decadono spontaneamente.

1.3 Reazioni di Pre-Sequenza

Alcune reazioni, sebbene non strutturate in catene, avvengono anche durante la fase di pre-sequenza. Queste hanno luogo quando il nucleo raggiunge un range di temperatura compresa fra $0.5 \cdot 10^6 \text{K}$ e $5 \cdot 10^6 \text{K}$. I prodotti delle reazioni di pre-sequenza sono nuclei He^3 e He^4 (in quanto nuclei molto stabili), mentre i reagenti sono nuclei di idrogeno e alcuni dei metalli più leggeri presenti nella miscela, quali D^2 , Li^6 , Li^7 , Be^9 , B^{10} , B^{11} .

Capitolo 2

Fusione dell'idrogeno in elio

La temperatura nel nucleo è migliaia di volte più alta della temperatura di ionizzazione di idrogeno ed elio, perciò quando si parla di fusione degli elementi, si prende in considerazione il loro nucleo ionizzato, immerso in un ambiente in cui sono presenti elettroni liberi.

Esistono due reazioni principali che coinvolgono il bruciamento dell'idrogeno in elio: la catena Protone-Protone e il ciclo CNO (Carbon-Nitrogen-Oxygen). Il primo meccanismo di fusione è dominante nelle stelle con una massa inferiore a 1.3 Masse solari (M_{\odot}), mentre il secondo, poichè necessita di temperature nel nucleo più elevate, diventa dominante per stelle di grande massa.

Essendo il ciclo CNO molto più efficiente in termini energetici, le stelle di grande massa finiranno più rapidamente le loro riserve di idrogeno, passando così al bruciamento dell'elio, di conseguenza, la massa è inversamente proporzionale al tempo di vita del corpo celeste.

2.1 Catene P-P

Le catene Protone-Protone consiste in una serie di reazioni che hanno come prodotto la formazione di un nucleo He^4 , chiamata particella alfa, mediante la combustione di 4 nuclei H .

Attualmente, sono conosciute tre catene protone-protone, ognuna delle quali predomina in un determinato range di temperatura:

- PPI: inizia quando $T \gtrsim 10^7\text{K}$ fino a $1.4 \cdot 10^7\text{K}$;
- PPII: dominante da $1.4 \cdot 10^7\text{K}$ a $2.3 \cdot 10^7\text{K}$;
- PPIII: dominante da $2.3 \cdot 10^7\text{K}$.

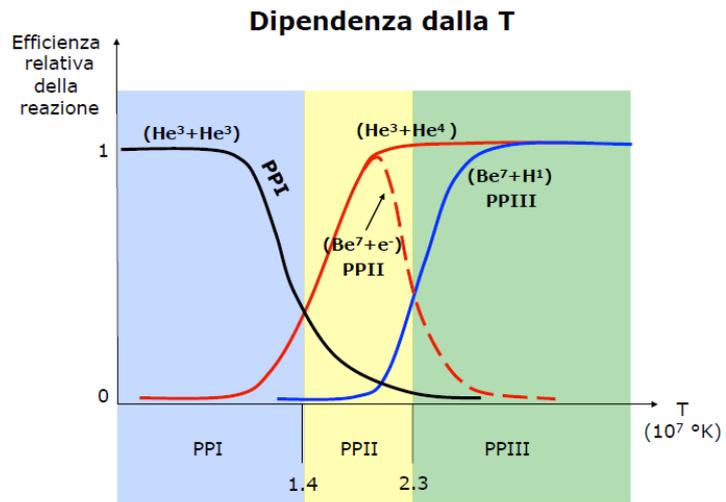


Figura 2.1.1: Range di temperatura della catena dominante

2.1.1 PPI

La prima catena di bruciamento coinvolge solamente nuclei di idrogeno e di elio.

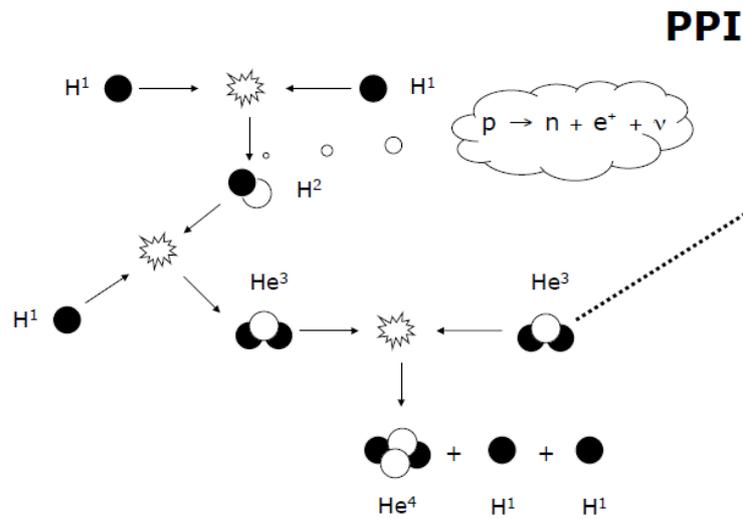
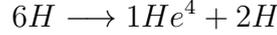


Figura 2.1.2: Prima catena Protone-Protone.

Il primo processo che avvia la catena coinvolge due nuclei di idrogeno, i quali non formeranno un nucleo He^2 , in quanto instabile, bensì un nucleo H^2 stabile. Tale fusione può avvenire solo grazie a un decadimento β^+ , che converte un protone in un neutrone, un elettrone e un neutrino. La catena prosegue fino alla formazione di una particella alfa e due nuclei H . Come si evince dall'immagine 2.1.2, il bilancio totale è



Reazione	Energia (MeV)	tempo
$H^1 + H^1 \rightarrow H^2 + e^+ + \nu$	+1.44 - 0.26	$1.4 \cdot 10^9$ yr
$H^2 + H^1 \rightarrow He^3 + \gamma$	+5.29	6 s
$He^3 + He^3 \rightarrow He^4 + H^1 + H^1$	+12.85	10^6 yr

Tabella 2.1: Reazioni catena PPI

Bilancio energetico: $2 \cdot (1.44 - 0.26 + 5.49) + 12.85 = 26.1 MeV$

Il termine di energia negativo è dovuto alla perdita causata dal neutrino prodotto nel decadimento β^+ , questa particella è infatti poco interagente con la materia e uscirà velocemente dalla stella. In questa catena, le perdite energetiche dovute ai neutrini sono molto basse, circa il 2% dell'energia totale prodotta. La perdita di energia causata dai neutrini provoca una diminuzione della temperatura nel nucleo della stella, quando tale fenomeno è particolarmente efficiente, possono accadere conseguenze importanti.

Il *tempo*, nella tabella 2.1, indica il tempo scala della reazione, ovvero la probabilità che essa avvenga in condizioni "di laboratorio". La reazione più lenta della catena è la prima, in quanto il decadimento β^+ è un processo endoergonico, necessita quindi di un input energetico per avvenire.

La reazione più lenta identifica il tempo scala dell'intera catena di reazioni. Questo tempo scala di miliardi di anni si ridurrebbe di un fattore 10^9 se i neutroni liberi non effettuassero un decadimento β^- in pochi minuti (massimo quindici circa). In quel caso si potrebbe avere una semplice reazione $p + n \rightarrow H^2 + \gamma$, senza coinvolgere alcun processo di decadimento.

2.1.2 PPII

Nella seconda catena vengono creati atomi più pesanti dell'elio: il processo si avvia solamente se nella stella è presente una quantità particolarmente abbondante di He , circa il 24%, inoltre le temperature devono essere sufficientemente elevate.

Si differenzia dal caso precedente in quanto, l'elemento He^3 interagisce con una particella alfa (formata in una catena PPI o in una reazione di pre-sequenza) per formare

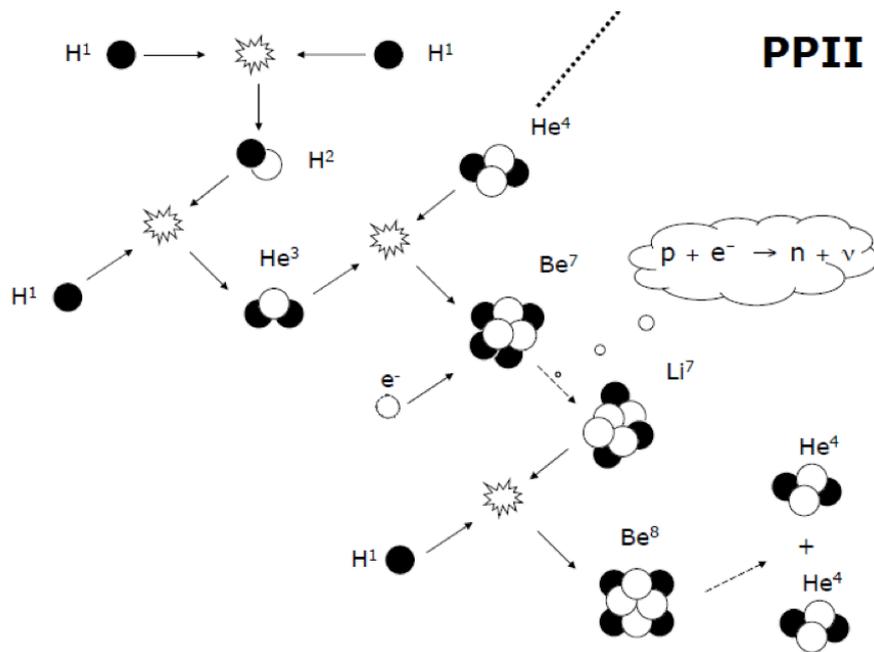


Figura 2.1.3: Seconda catena Protone-Protone.

il Be^7 . Il Berillio può effettuare un decadimento β inverso (o cattura elettronica), tale processo coinvolge un elettrone libero e un protone legato al Be^7 , producendo un neutrone e un neutrino. Il Li^7 cattura un ulteriore nucleo H^1 formando il Be^8 , quest'ultimo è però un atomo instabile, quindi decade spontaneamente e in breve tempo, producendo due particelle di He^4 . Il prodotto della catena rimane inalterato, ma in questo caso il bilancio totale si scrive come:



Reazione	Energia (MeV)	tempo
$H^1 + H^1 \rightarrow H^2 + e^+ + \nu$	+1.44 - 0.26	$1.4 \cdot 10^9$ yr
$H^2 + H^1 \rightarrow He^3 + \gamma$	+5.29	6 s
$He^3 + He^4 \rightarrow Be^7 + \gamma$	+1.59	10^6 yr
$Be^7 + e^- \rightarrow Li^7 + \nu$	+0.86 - 0.80	0.4 yr
$Li^7 + H^1 \rightarrow 2 \cdot He^4 + \gamma$	+17.35	6 min

Tabella 2.2: Reazioni catena PPII

Bilancio energetico: $25.67 MeV$

Anche in questo caso è la prima reazione che influenza la durata dell'intera catena,

inoltre si nota come l'apporto energetico è molto simile alla PPI, anche se la perdita netta di energia causata dai neutrini è raddoppiata.

2.1.3 PPIII

La terza catena di fusione dell'idrogeno si differenzia dalla seconda in quanto il Be^7 non interagisce con un elettrone libero, bensì con un nucleo H .

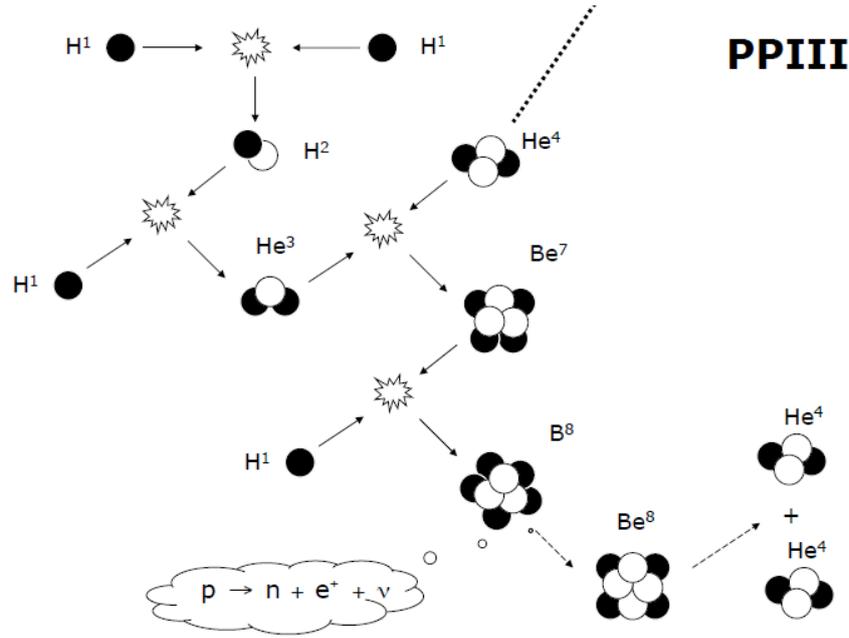


Figura 2.1.4: Terza catena Protone-Protone.

Quando il Be^7 cattura un nuovo protone forma il B^8 , un nucleo instabile, ne consegue un decadimento β^+ che forma il Be^8 , ottenendo così la stessa conclusione della catena PPII. Anche in questo caso il bilancio netto è la trasformazione $4H \rightarrow He^4$

Reazione	Energia (MeV)	tempo
$H^1 + H^1 \rightarrow H^2 + e^+ + \nu$	+1.44 - 0.26	$1.4 \cdot 10^9$ yr
$H^2 + H^1 \rightarrow He^3 + \gamma$	+5.29	6 s
$He^3 + He^4 \rightarrow Be^7 + \gamma$	+1.59	10^6 yr
$Be^7 + H^1 \rightarrow B^8 + \gamma$	+0.135	66 yr
$B^8 \rightarrow Be^8 + e^+ + \nu$	18.07	1 s
$Be^8 \rightarrow 2 \cdot He^4 + \gamma$	-7.20	

Tabella 2.3: Reazioni catena PPIII

Bilancio energetico: $19.3MeV$

La differenza rilevante di questa catena non è il guadagno energetico netto, il quale è paragonabile ai precedenti, bensì la perdita energetica causata dai neutrini. Con circa 28% di energia persa, si ha un sensibile aumento rispetto ai casi precedenti.

Riassunto L'abbondanza di un dato elemento o particella determina la predominanza di una catena rispetto alle altre, l'immagine 2.1.5 mostra come una catena sia più frequentemente o raramente coinvolta nel processo di produzione delle particelle alfa. Sono presenti anche le probabilità percentuali con cui la catena avviene, le quali varieranno col tempo, coerentemente con la temperatura.

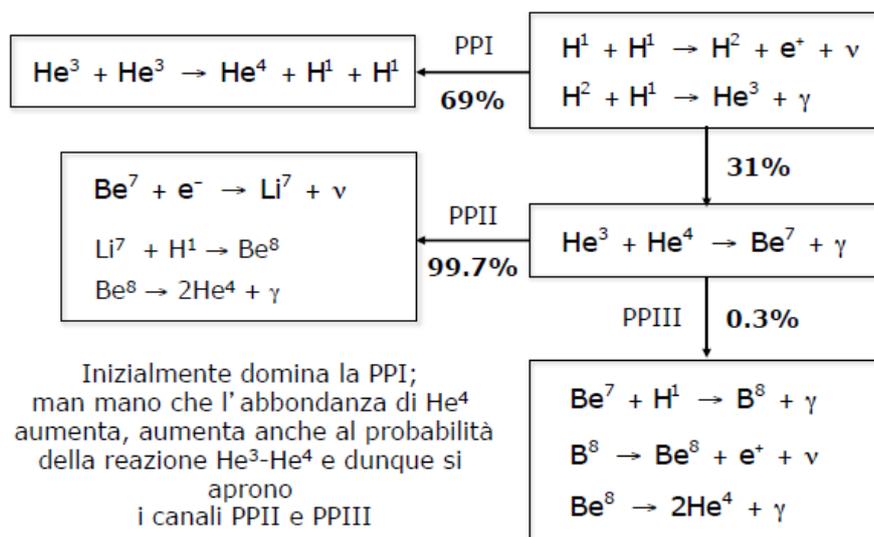


Figura 2.1.5: Riassunto catene PP

2.2 Ciclo CNO

Il secondo modo in cui si può bruciare idrogeno per formare elio è il ciclo CNO. Venne proposto per la prima volta alla fine degli anni '30 ed è il meccanismo dominante in stelle di grande massa. La catena inizia quando la temperatura supera i 15 milioni di gradi, ma diventa il processo dominante di bruciamento dell'idrogeno quando la temperatura nel nucleo raggiunge 17 milioni di gradi, attualmente nel nucleo solare (15.7 milioni di gradi) solamente 1.7% di elio è prodotto grazie al ciclo CNO.

Il CNO è un anche detto ciclo catalitico, in quanto gli elementi pesanti che prestano le iniziali per formare l'acronimo, ovvero carbonio, azoto e ossigeno, attivano le reazioni all'interno del ciclo stesso. Essi non sono i prodotti finali, bensì fungono da catalizzatori facilitando il bruciamento dell'idrogeno in elio.

Per avviare il ciclo è necessario che C, N, O siano già presenti all'interno della mistura, essi infatti sono compresi nella piccola percentuale di elementi pesanti all'interno della stella.

2.2.1 Ciclo Principale

Il ciclo utilizza quattro nuclei H^1 per ottenere come prodotto finale un nucleo He^4 , nonostante vengano coinvolti elementi differenti rispetto alle precedenti catene. I quattro rami diagonali sono caratterizzati da catture protoniche, mentre nei due rami verticali è presente un decadimento β^- , causato dall'instabilità degli isotopi.

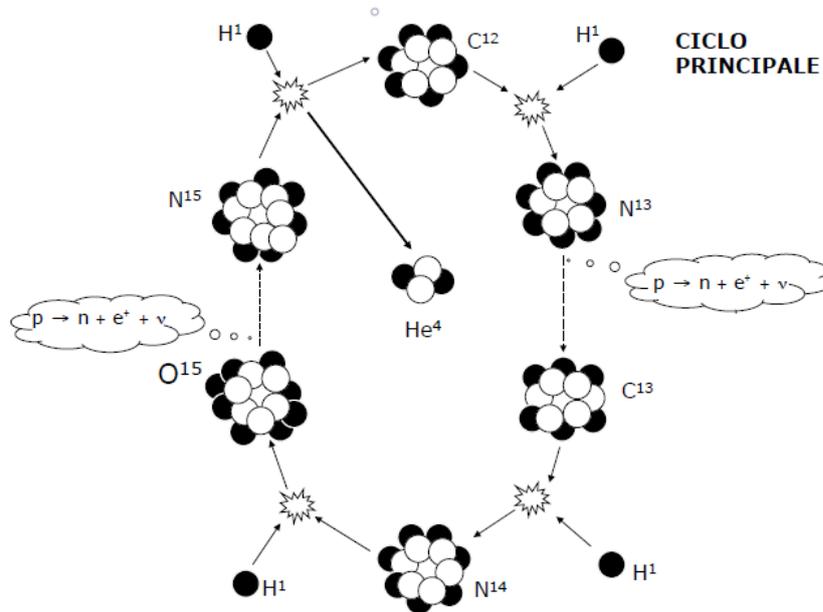


Figura 2.2.1: Ciclo principale del processo CNO

Reazione	Energia (MeV)	tempo
$C^{12} + H^1 \rightarrow N^{13} + \gamma$	+1.94	$1.3 \cdot 10^7$ yr
$N^{13} \rightarrow C^{13} + e^+ + \nu$	+2.2 - 0.7	7 min
$C^{13} + H^1 \rightarrow N^{14} + \gamma$	+7.55	$2.7 \cdot 10^6$ yr
$N^{14} + H^1 \rightarrow O^{15} + \gamma$	+7.29	$3.2 \cdot 10^8$ yr
$O^{15} \rightarrow N^{15} + e^+ + \nu$	+2.7 - 1.0	82 s
$N^{15} + H^1 \rightarrow C^{12} + He^4$	+4.96	$1.1 \cdot 10^5$ yr

Tabella 2.4: Reazioni ciclo CNO principale

Bilancio energetico: $25 MeV$.

La reazione con il tempo scala maggiore, caratterizzante il tempo dell'intero ciclo è quella che processa l'azoto. La conseguenza diretta è che possiamo definire il ciclo come diviso in due rami: un ramo veloce, che va dal C^{12} al N^{14} e un ramo lento, che va da O^{15} a C^{12} .

Questa differenza di velocità influenza sensibilmente anche le abbondanze dei tre elementi all'interno della mistura stellare, infatti, l'abbondanza relativa di N tenderà ad aumentare, mentre quelle di C e O tenderanno a diminuire.

2.2.2 Ciclo Secondario

$N^{15} + H^1$ può anche formare un atomo di O^{16} , il quale, catturando un altro protone può originare una variante del ciclo principale. In questo caso verrà coinvolto anche il Fluoro, ma il bilancio energetico rimarrà invariato e si produrrà sempre una particella alfa.

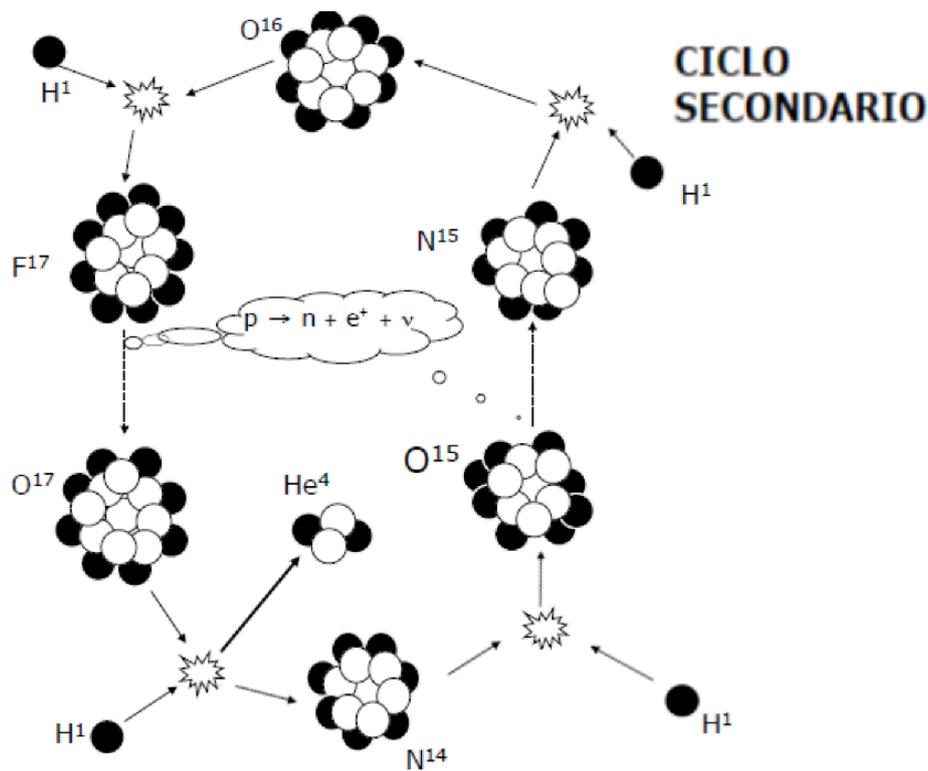


Figura 2.2.2: Primo ciclo secondario del processo CNO

Allo stesso modo, si può attivare un secondo ciclo secondario passando da O^{17} a F^{18} . A temperature sempre maggiori si possono attivare altri cicli secondari a partire da quello principale, coinvolgendo elementi sempre più pesanti, catture protoniche e decadimenti di isotopi instabili.

L'importanza di questi cicli sono le *signature* che lasciano nel gas interstellare, ad esempio le anticorrelazioni fra gli elementi. Queste informazioni permettono di capire, attraverso le osservazioni, caratteristiche importanti sulle precedenti popolazioni di stelle.

Ad esempio, nei globular cluster è stata osservata un'anticorrelazione fra C e Na , è noto che l'elemento Na viene prodotto nelle stelle ad una temperatura di $4 \cdot 10^7$ K circa, di conseguenza il gas interstellare che ha generato le stelle osservate, si è formato da una popolazione di stelle che ha raggiunto una temperatura tale da produrre l'elemento.

Le stelle con massa minore di $0.4M_{\odot}$, dette nane rosse, non innescano reazioni successive al bruciamento dell'idrogeno. Esse si contraggono gradualmente fino diventare nane bianche formate da elio. Si stima che la vita di una nana rossa sia più lunga dell'età attuale dell'universo, di conseguenza non sono ancora state trovate nane rosse

che hanno esaurito il loro ciclo vitale.

2.3 Processo 3α

Le stelle con una massa superiore alle $0.4M_{\odot}$ innescano la fusione dell'elio.

Il processo 3α porta alla formazione del C^{12} grazie alla combustione di 3 particelle di He^4 .

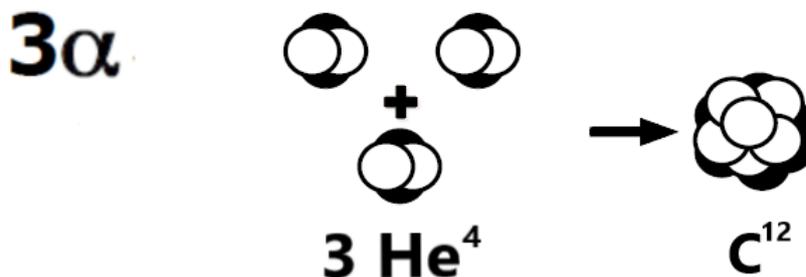


Figura 2.3.1: Reazione 3α

Per avviare la reazione è necessaria una temperatura di $1.5 \cdot 10^8$ K, un ordine di grandezza superiore alle precedenti reazioni. Quando nel nucleo sono quasi terminate le riserve di idrogeno e l'elemento predominante è l'elio, la stella si contrae, in quanto la pressione interna non è sufficiente per contrastare la forza di gravità. Contraendosi, la temperatura aumenta fino a raggiungere quella necessaria ad innescare la fusione dell'elio.

Reazione	Energia (MeV)
$He^4 + He^4 \rightarrow Be^8$	-0.1
$Be^8 + He^4 \rightarrow C^{12} + \gamma$	+7.4

Tabella 2.5: Reazioni ciclo 3α

La prima reazione è endotermica, il berillio è fortemente instabile quindi tende a scindersi nuovamente nelle particelle iniziali. Per far sì che un'ulteriore particella alfa si unisca al berillio prima della scissione, è necessario un ambiente molto ricco di elio: per ogni atomo di berillio devono esserci circa 10 miliardi di atomi di elio.

Capitolo 3

Reazioni successive alla 3α

Le stelle con massa superiore alle $8M_{\odot}$ innescano una serie di fusioni, partendo dal carbonio fino ad arrivare al nichel, il quale decade velocemente in ferro.

Si viene a creare una struttura a strati concentrici nella stella, in cui nel più esterno prosegue la fusione dell'idrogeno, mentre verso l'interno vengono bruciati elementi progressivamente più pesanti.

Per avviare le fusioni di elementi pesanti è necessaria una temperatura sempre più elevata della precedente, perciò al termine del bruciamento di un elemento, avverrà una contrazione, la quale porterà ad un ulteriore aumento di temperatura, fino al raggiungimento di un valore sufficientemente elevato da far avviare la successiva reazione.

3.1 Cattura α

La temperatura necessaria per avviare le catture α è $6 \cdot 10^8 \text{K}$. La cattura consiste nell'aggiunta di una particella di He^4 e la formazione di elementi sempre più pesanti. I tempi di cattura degli elementi sono inversamente proporzionali alla massa, partendo da anni fino ad arrivare a giorni.

Reazione	Energia (MeV)
$C^{12} + He^4 \rightarrow O^{16} + \gamma$	+7.6
$O^{16} + He^4 \rightarrow Ne^{20} + \gamma$	+4.7
$Ne^{20} + He^4 \rightarrow Mg^{24} + \gamma$	+9.3

Tabella 3.1: Reazioni di cattura α

Gli elementi che si formano nelle catture α verranno riemessi nel mezzo interstellare attraverso Supernovae SNII.

3.2 Cattura neutronica

La cattura neutronica permette di formare elementi più pesanti del ferro, che non vengono creati attraverso le catture α . Iniziano quando la stella diventa una gigante (fase di AGB) fino all'esplosione di supernova, in un meccanismo detto nucleosintesi esplosiva.

Le catture neutroniche possono avvenire attraverso meccanismi “s” (slow) o “r” (rapid), si differenziano a seconda che i tempi caratteristici tra due successive catture siano grandi o piccoli rispetto ai tempi caratteristici di decadimento degli elementi instabili, che si sono creati nel processo di cattura neutronica.

I processi slow possono avvenire in fase di AGB, mentre i processi rapid avvengono solamente nelle supernovae SNII.

L'acquisto di neutroni, unita a decadimenti β^- , può generare elementi fino al bismuto (Bi^{209}).

I neutroni sono l'ingrediente fondamentale per questo tipo di reazione, di conseguenza, sono necessari meccanismi che ne producano un numero elevato. I neutroni liberi vengono prodotti grazie a due meccanismi principali:

Fotodisintegrazione

A temperature che superano i 10^9 K la radiazione è sufficientemente energetica da spaccare gli elementi, producendo particelle α ed elementi più leggeri. Alcune fotodisintegrazioni possono anche produrre neutroni, ad esempio, ad una temperatura di 10^{10} K si ha: $Fe^{56} + \gamma \rightarrow 13He^4 + 4n$.

Catture α

Alcuni processi di cattura α possono coinvolgere isotopi, e produrre elementi più stabili e neutroni. Ad esempio $C^{13} + He^4 \rightarrow O^{16} + n$ oppure $O^{16} + He^4 \rightarrow Ne^{21} + n$.

Bibliografia

- [1] F.R. Ferraro. *Astrofisica Stellare*. Dispense. Dipartimento di Astronomia, Università di Bologna, 2019.
- [2] *Wikipedia: The Free Encyclopedia*. <https://en.wikipedia.org>.