

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

**PRINCIPALI REAZIONI
TERMONUCLEARI
NELLE STELLE**

Tesi di Laurea

Presentato da:
Francesca Dresbach

Relatore:
Chiar.mo Prof.
Daniele Dallacasa

Sessione III
Anno Accademico 2017/2018

Abstract

Le reazioni termonucleari sono la principale sorgente di energia all'interno delle stelle e permettono alla struttura di restare in equilibrio anche per miliardi di anni. In questo elaborato si vuole mettere in mostra il ruolo fondamentale che esse ricoprono nell'evoluzione stellare, studiando nel dettaglio i processi principali e le differenti fasi che li costituiscono.

Il primo capitolo fornisce fondamentali concetti di fisica atomica e dà una breve descrizione dei meccanismi di fusione e fissione nucleare.

Il secondo capitolo descrive invece in dettaglio le reazioni termonucleari fondamentali per la formazione di elementi pesanti. Si studiano le varie catene protone-protone e gli alternativi cicli CNO per la fusione dell'idrogeno e i processi 3α per la combustione dell'elio.

Vengono poi analizzati alcuni dei processi per la formazione degli elementi più pesanti, come la cattura α o la cattura neutronica.

Il paragrafo conclusivo descrive infine le condizioni di degenerazione di un plasma stellare, evidenziando le conseguenze più importanti dell'innesco di reazioni termonucleari in un gas degenere.

Indice

1	Introduzione	2
1.1	Fisica Nucleare	2
1.2	Processi nucleari	3
2	Reazioni Termonucleari	5
2.1	Fusione dell'idrogeno	5
2.1.1	Catena Protone-Protone	6
2.1.2	Ciclo CNO	8
2.2	Fusione dell'elio: Processi 3α	10
2.3	Formazione di elementi pesanti	12
2.3.1	Cattura α	12
2.3.2	Cattura Neutronica	13
2.4	Reazioni Nucleari e gas degeneri	14
	Bibliografia	15

Capitolo 1

Introduzione

1.1 Fisica Nucleare

Una stella è un corpo celeste che brilla di luce propria e che si può definire tale quando innesca reazioni termonucleari nelle sue zone centrali. Nel nucleo di ogni struttura stellare avviene infatti il fondamentale processo di nucleosintesi, cioè il fenomeno grazie al quale nuovi elementi vengono prodotti tramite fusione o fissione di altri nuclei atomici, liberando energia.

Ogni atomo ha un nucleo composto da particelle, chiamate nucleoni, legate tra loro grazie alla forza forte e isolati dall'esterno per repulsione coulombiana. In ogni nucleo sono presenti Z protoni e N neutroni, per un totale di A nucleoni ¹. L'aggiunta di un neutrone crea semplicemente un isotopo di un dato elemento, ma legando un nuovo protone al nucleo atomico si può generare una diversa specie chimica.

Dato che il protone è una particella carica, per legarsi a un nucleo deve avvicinarsi abbastanza da entrare nel raggio d'azione della forza forte ² e superare la barriera di potenziale prodotta dai protoni già presenti nel nucleo. Servono quindi protoni altamente energetici per formare un nuovo elemento e valori estremi di temperatura e densità.

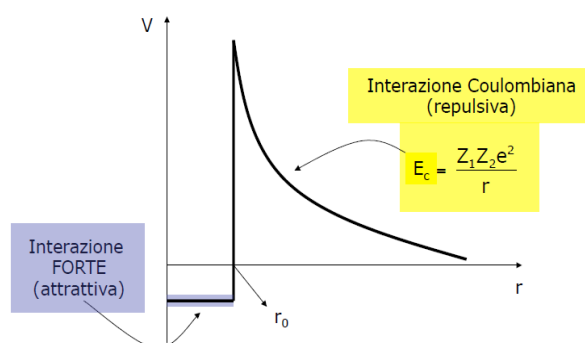


Figura 1.1: Barriera di potenziale da superare per legare un protone al nucleo atomico.

Un nuovo nucleo che si forma per fusione ha massa inferiore rispetto alla somma delle masse delle sue componenti perché una frazione della massa iniziale viene trasformata

¹Con A si indica la massa atomica, mentre Z , detto numero atomico, stabilisce la specie atomica.

²La forza forte ha un valore circa 100 volte maggiore dell'interazione elettrostatica, ma un raggio d'azione molto piccolo, comparabile con il raggio nucleare, $r_0 \sim 10^{-13} \text{cm}$

in energia di legame tra i nucleoni $E(Z,N)$. Per separare di nuovo i nuclei è quindi necessario fornire la stessa quantità di energia che tiene legate le particelle nel nucleo. Maggiore è l'energia di legame più stabile sarà il nucleo atomico.

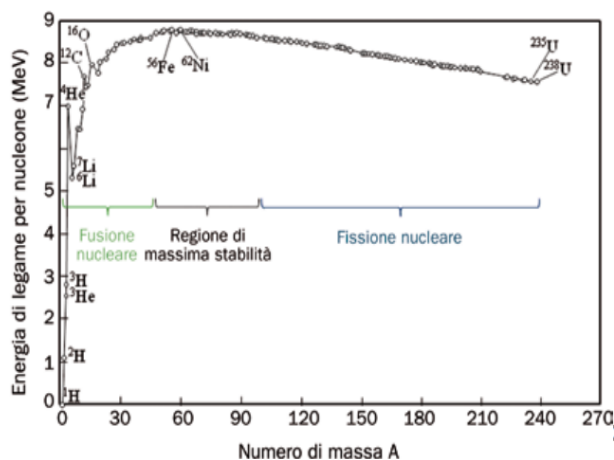


Figura 1.2: Energia di legame per nucleone

Studiando in particolare l'energia di legame per nucleone in figura 1.2 si nota che aumentando la massa atomica si hanno elementi sempre più stabili, la struttura ha un'energia minima e le particelle nel nucleo hanno energia di legame sempre maggiore. La fusione nucleare è quindi un processo esoenergetico, spontaneo, ma solo per la formazione di nuclei con massa atomica inferiore al ferro. Per elementi con massa maggiore diventa spontaneo il processo inverso di fissione nucleare, che spacca nuclei pesanti per formare atomi più leggeri.

Ciò che determina la spontaneità è la tendenza a raggiungere la condizione di energia minima della struttura, a cui corrisponde la massima energia di legame tra le componenti del nucleo. Oltre gli elementi del gruppo del ferro l'energia di legame comincia a diminuire a causa della sempre maggiore repulsione elettrostatica tra i protoni nel nucleo, quindi l'instabilità torna ad aumentare.

Nei nuclei stellari si raggiungono le particolari condizioni che permettono la fusione spontanea dell'idrogeno e successivamente degli elementi più pesanti. Le altissime temperature implicano un'energia cinetica delle particelle molto elevata, che permette il superamento della barriera di potenziale elettrostatica ³.

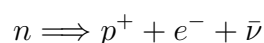
1.2 Processi nucleari

Le nucleosintesi nelle stelle non avviene in un singolo passaggio, ma attraverso catene di reazioni, come combinazione di processi più semplici.

Possiamo distinguere quindi:

1) Decadimento β^- :

Un neutrone decade generando un protone, un elettrone, un anti-neutrino:

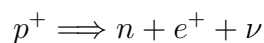


Tale reazione è esoenergetica e avviene quindi spontaneamente liberando energia sotto forma di anti-neutrino. La spontaneità è dovuta al fatto che il neutrone ha massa

³Questo processo statistico è anche facilitato dall'effetto tunnel quantistico.

maggiore del protone e può pertanto trasformarsi in qualsiasi momento semplicemente perdendo la massa, e quindi l'energia, in eccesso. Avendo una vita media di 10-15 minuti è molto difficile trovare in natura neutroni liberi.

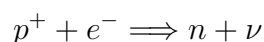
2) **Decadimento β^+ :**



Questo processo rappresenta una sorta di reazione inversa al decadimento β^- , nella quale un protone decade generando un neutrone, un positrone e un neutrino.

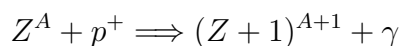
A causa della differenza di massa tra neutrone e protone questo decadimento non può avvenire spontaneamente, è una reazione endoenergetica.

3) **Cattura elettronica: Decadimento β^- inverso**



In determinate condizioni ambientali un protone può catturare l'elettrone che gli orbita attorno per produrre un neutrone e liberare un neutrino.

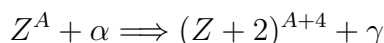
4) **Cattura protonica: Processo (p, γ)**



Quando un protone interagisce con un nucleo di numero atomico Z e numero di massa A , genera un nuovo elemento di numero atomico $Z+1$ e numero di massa $A+1$ e libera energia. È un processo molto più diffuso della cattura elettronica ed è un meccanismo fondamentale nel bruciamento dell'idrogeno.

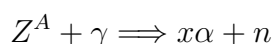
5) **Cattura α : Processo (α , γ)**

Questa reazione coinvolge particelle α , cioè nuclei di elio ($Z=2$, $A=4$). Durante la cattura un nucleo Z^A interagisce con una particella α formando un elemento più pesante.



Catturando un nucleo di elio, le nuove particelle avranno A che aumenta di 4 in 4, dall'elio al carbonio C^{12} , all'ossigeno e così via. Questi nuovi elementi sono appunto chiamati *elementi alfa*.

6) **Fotodisintegrazione: Processo (γ , α)**

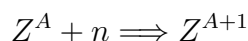


Si tratta di un processo inverso alla cattura α che si verifica quando un fotone γ molto energetico "spacca" un nucleo Z^A in x particelle α molto stabili e libera neutroni.

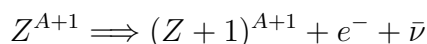
Questa reazione avviene in condizioni molto particolari, $T \sim 10^9 K$, come le fasi finali della vita di una stella.

7) **Cattura neutronica (n, γ)**

Si verifica quando un atomo con A nucleoni interagisce con un neutrone formando un isotopo dell'elemento iniziale.



Questa cattura spiega la formazione degli elementi più pesanti del ferro perché genera isotopi solitamente instabili, che decadono spontaneamente con β^- , producendo la nuova specie chimica.



Capitolo 2

Reazioni Termonucleari

2.1 Fusione dell'idrogeno

La principale reazione termonucleare che avviene nel nucleo di ogni stella è la fusione dell'idrogeno. A seconda della massa della stella questo processo può durare anche miliardi di anni, come nel caso del nostro Sole, o solo milioni di anni per stelle di grande massa. In entrambi i casi questa è la fase più lunga della vita di una stella, che ha quindi una struttura stabile e occupa la sequenza principale del diagramma HR ¹. Quando le reazioni di fusione sono ancora spente l'unica fonte di energia è data dalla contrazione. La struttura è soggetta a due forze principali, la gravità e la pressione del gas, e si trova in una condizione di quasi-equilibrio idrostatico.

Evolve quindi seguendo il **teorema del viriale**, per cui l'energia potenziale gravitazionale Ω bilancia l'energia cinetica delle particelle del gas T .

$$2T + \Omega = 0 \quad \longrightarrow \quad dT = -\frac{d\Omega}{2}$$

Attraverso il meccanismo di *Kelvin-Helmoltz*, la stella che sta perdendo parte dell'energia sotto forma di radiazione comincia a contrarsi in tempi scala termodinamici. Metà dell'energia guadagnata dalla contrazione causa un aumento di temperatura e l'altra metà compensa le perdite radiative.

Questo mostra come la storia evolutiva di una struttura stellare si possa descrivere come la progressiva contrazione di una sfera di gas autogravitante a cui corrisponde un progressivo innalzamento di temperatura.

Tale evoluzione continua fino a quando nel nucleo vengono raggiunte le temperature di innesco delle prime reazioni termonucleari che forniscono l'energia necessaria a rallentare la contrazione.

La prima reazione che si accende a $T = 10^7 K$ è la fusione dell'idrogeno che, oltre a essere l'elemento più abbondante in ogni stella ($X=0.74$, $Y=0.28$, $Z=0.02$ per il Sole)², possiede anche la minore barriera di potenziale coulombiana. Il processo consiste essenzialmente nell'unione di quattro nuclei di idrogeno in un nucleo di elio e nel rilascio di energia attraverso varie catene di reazioni che si attivano in diverse condizioni di temperatura e composizione chimica.

¹Diagramma che mette in relazione la temperatura effettiva e la luminosità di una stella. Permette di ricavare caratteristiche intrinseche della stella in esame, come massa e composizione chimica, o la fase dell'evoluzione stellare in cui essa si trova

²X,Y,Z=Abbondanze in massa di H, He, e "metalli", elementi pesanti

Si vedranno ora in dettaglio le differenti catene protone-protone e cicli CNO per il bruciamento dell'idrogeno.

2.1.1 Catena Protone-Protone

Il primo ciclo di reazioni a entrare a regime nel nucleo di una stella è la *catena protone-protone*. Può avvenire attraverso tre canali differenti chiamati *ppI*, *ppII* e *ppIII*. Questi processi hanno le stesse reazioni iniziali ma si differenziano dopo la produzione di He^3 , giungendo comunque tutte allo stesso risultato di un singolo nucleo di elio.

Vediamo in figura 2.1 una rappresentazione schematica delle reazioni nella **Catena ppI**.

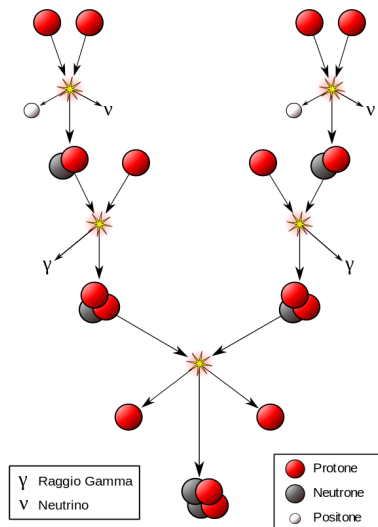
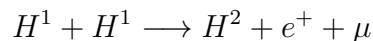


Figura 2.1: Catena ppI per la combustione dell'idrogeno.

Il gas nel nucleo si trova ad altissime temperature ed è completamente ionizzato, l'ambiente è quindi ricco di protoni. Per questo motivo il primo fenomeno che avviene è una cattura protonica, seguito immediatamente da un decadimento β^+ che produce un nucleo di deuterio H^2 , un positrone e^+ e un neutrino ν .



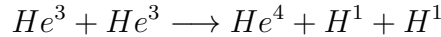
Viene liberata un'energia di 1.44 MeV , ma 0.26 MeV di questi vengono persi a causa dei neutrini che sfuggono dalla struttura stellare. A causa della natura endoenergetica del decadimento e della barriera di potenziale tra i protoni, questo passaggio ha un tempo di attivazione molto elevato, $t \sim 1.4 \cdot 10^9 \text{ yr}$, il più lungo dell'intero ciclo. Stabilisce quindi il *tempo caratteristico* della catena di reazioni, il quale dà un'indicazione di quanto sia difficile l'attivazione del processo.

Quando comincia ad accumularsi deuterio avviene un'altra cattura protonica, producendo l'isotopo He^3 e liberando 5.49 MeV di energia.



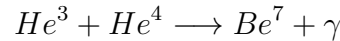
Questa fase ha un tempo di attivazione molto breve, $t \sim 6s$, ed è quindi immediatamente seguita dalla reazione finale del ciclo. Quest'ultima consiste nell'interazione

tra due particelle di He^3 prodotte da due diversi cicli, in un tempo caratteristico di $t \sim 10^6 yr$. I prodotti finali del ciclo sono un nucleo di elio, due protoni e 26.2MeV di energia.

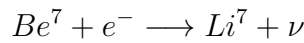


La prima variante di questo ciclo, la **Catena ppII**, comincia ad attivarsi a temperature lievemente maggiori, $T \sim 1.4 \cdot 10^7 K$.

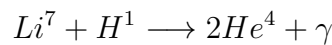
Le prime due reazioni rimangono invariate rispetto alla ppI, ma all'aumentare dell'elio che viene prodotto dalla prima catena, una particella di He^3 può legarsi a He^4 e formare Be^7 in un tempo caratteristico di $t \sim 10^6 yr$:



A questo punto, per cattura elettronica il berillio diventa litio Li^7 , liberando un neutrino:



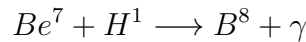
Un'ultima cattura protonica produce Be^8 che essendo altamente instabile si spacca in 2 nuclei di elio e libera 2 protoni.



Le ultime due reazioni avvengono in tempi molto brevi quindi anche in questa catena è la durata della prima reazione a determina il tempo scala dell'intero ciclo.

L'energia prodotta complessivamente è di circa 25.67 MeV, leggermente minore rispetto alla prima catena perchè viene emesso un neutrino in più.

La terza variante, **Catena pp-III**, si differenzia dalla ppII per il fatto che il Be^7 , quando c'è abbondanza di idrogeno, cattura un protone anziché un elettrone formando boro.



Quest'ultimo, avendo massa atomica A=8, è sempre instabile e decade con β^+ in Be^8 , che si spezza immediatamente in 2 nuclei di elio-4 e 2 protoni.



I tempi di reazione e gli elementi prodotti da questo ciclo sono gli stessi delle catene precedenti ma l'energia emessa è molto minore, $E = 19.3 MeV$, a causa della grande quantità di neutrini emessi, che sottraggono circa $\sim 7.5 MeV$ alla struttura.

Queste reazioni sono fenomeni probabilistici e possono quindi avvenire anche contemporaneamente, ma saranno più o meno efficienti, come è rappresentato nel grafico in figura 2.2, a seconda delle condizioni ambientali e dalla chimica del sistema.

Attorno a $10^7 K$ domina inizialmente la ppI. Man mano che He^4 aumenta e l'idrogeno diminuisce, le interazioni tra He^4 e He^3 cominciano a essere rilevanti e dopo i $1.4 \cdot 10^7 K$ la ppII diventa la reazione più efficiente. Raggiunti i $2.3 \cdot 10^7 K$, sia avvia anche l'ultima catena ppIII.

Per un confronto più dettagliato può essere utile definire il **tasso di produzione energetica termonucleare**, cioè l'energia prodotta da ogni ciclo per unità di massa e di tempo.

Il valore del tasso dipende fortemente dalla temperatura del gas oltre che dalla densità e dalla composizione chimica: $\varepsilon = \varepsilon(\rho, T; X, Y, Z)$.

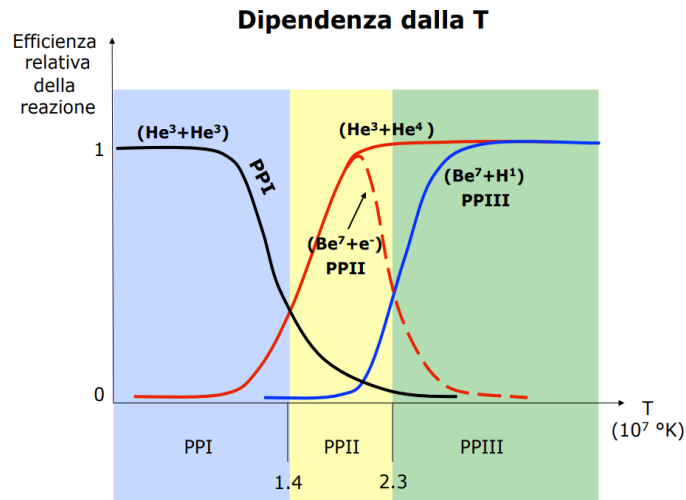


Figura 2.2: Efficienza delle varie catene protone-protone, in funzione della temperatura del nucleo

Per la catena protone-protone:

$$\varepsilon_{pp} = \varepsilon_1 \rho X^2 T_6^{v_{pp}}$$

Con X che indica l'abbondanza in massa di idrogeno e $T_6 = \frac{T}{10^6 K}$.

L'esponente determina la dipendenza di ε_{pp} dalla temperatura, varia tra $v_{pp} = [3.5 - 6]$ a seconda del valore di T.

Si vedrà poi come questa dipendenza sarà sempre più rilevante nelle reazioni successive.

2.1.2 Ciclo CNO

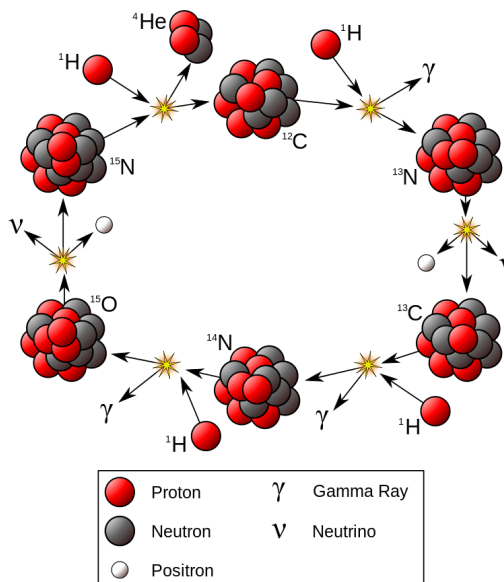
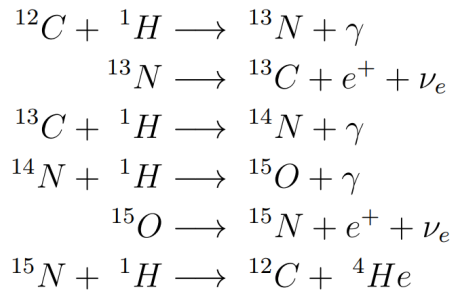


Figura 2.3: Ciclo principale di CNO per la combustione dell'idrogeno

Il bruciamento dell'idrogeno può avvenire anche secondo un altro processo detto **ciclo CNO** o **CN-NO** che prevede la presenza di elementi pesanti come carbonio, azoto e

ossigeno. Si tratta quindi di un fenomeno tipico delle stelle giovani, di popolazione I, ricche di metalli. Questi elementi non vengono consumati, ma agiscono da catalizzatori attivi e vengono processati e riprodotti all'interno del ciclo.

Ciclo principale

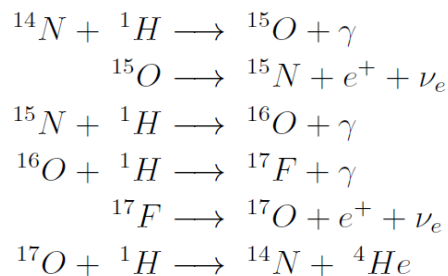


Questa catena di reazioni è un tipico esempio di ciclo di cattura protonica, che comincia ad attivarsi attorno ai $1.5 \cdot 10^7 K$. Risulta infatti composto da ben 4 catture protoniche, che insieme a due decadimenti β^+ producono un nucleo di He^4 dalla fusione di quattro nuclei di idrogeno.

La reazione con il maggior tempo di attivazione è la quarta, $t \sim 3.2 \cdot 10^8 yr$, perché coinvolge l'azoto che, essendo molto stabile, oppone molta resistenza a catturare un protone per formare O^{15} . Questo comportamento spezza di fatto il ciclo in due parti, il ramo veloce CN e il ramo lento NO. La prima fase porta ad un accumulo di N^{14} e, per anticorrelazione, a una diminuzione di carbonio. Dato che questi elementi possono essere trasportati verso la superficie della stella da fenomeni convettivi, è possibile rilevare la variazione delle loro abbondanze dalle atmosfere stellari. Ciò implica che, se questi cicli riescono ad avviarsi, possono lasciare una *signature* osservabile in superficie che permette di capire quali elementi sono stati processati.

L'energia prodotta dall'intero processo è di circa $E = 25 MeV$, confrontabile quindi con i valori della catena protone-protone.

Cicli secondari



A temperature via via crescenti possono attivarsi cicli secondari, comunque alimentati da catture protoniche. Anche questi processi introducono delle *signatures* di anticorrelazione diverse a seconda degli elementi coinvolti nelle reazioni; diventa quindi possibile conoscere la temperatura del nucleo stellare osservando in superficie quali elementi hanno variazioni di abbondanze anticorrelate.

Una variante particolare si verifica quando N^{15} , anziché terminare il ciclo con il C^{12} e He^4 , si trasforma in O^{16} e continua con catture successive fino ad ottenere nuovamente N^{14} e He^4 . L'energia prodotta da ogni ciclo secondario rimane comunque molto simile, attorno a $E = 24.9MeV$.

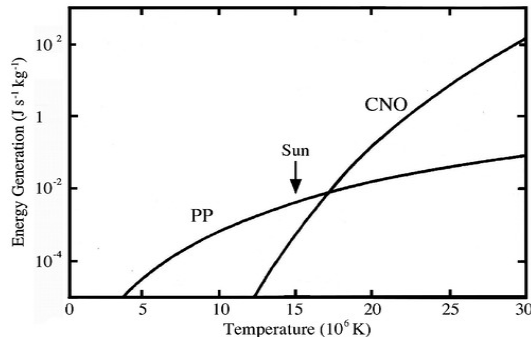


Figura 2.4: Tasso di produzione energetica ε in funzione della temperatura

In generale la catena CNO comincia a prevalere sulla pp, in termini di produzione energetica, attorno a $17 \cdot 10^6 K$. Nel caso del nostro Sole stanno ancora dominando le reazioni protone-protone. Il ciclo CNO ha inoltre un rate energetico molto più sensibile a variazioni di temperatura, $v_{CN} = [13 - 20]$, sebbene avvenga in simili intervalli di temperatura.

$$\varepsilon_{CN} = \varepsilon_2 \rho X X_{CN} T_6^{v_{CN}}$$

Si nota che il valore di ε_{CN} dipende, oltre che dalla quantità di idrogeno, anche dall'abbondanza degli elementi catalizzatori X_{CN} e viene calcolato sul ramo veloce del ciclo.

Il confronto tra ε_{CN} e ε_{PP} fornisce importanti informazioni sulla struttura stellare al variare della massa; oltre a determinare quale meccanismo produce energia, permette infatti di stabilire se si innescano moti convettivi nelle zone centrali. Questo è dovuto al fatto che, maggiore è $\varepsilon = \frac{dL}{dr}$, maggiore è il flusso di energia $F = \frac{L}{4\pi r^2}$ e quindi il gradiente radiativo $F = \frac{dT}{dr}$. Per il *Criterio di Schwarzschild*, se il gradiente supera un certo valore ∇_{ad} , si innescano i moti convettivi.

Sapendo quindi che oltre una certa temperatura ε_{CN} è molto grande e $\varepsilon_{CN} \gg \varepsilon_{PP}$, si può capire se la struttura stellare ha una regione convettiva interna.

2.2 Fusione dell'elio: Processi 3α

Al termine della fusione dell'idrogeno, il nucleo è composto per il 98% di elio. Questo nuovo combustibile necessita tuttavia di temperature vicine a $T = 1.5 \cdot 10^8 K$ per cominciare a bruciare quindi si avvia una fase di transizione in cui le reazioni termonucleari sono spente. Ciò significa che la struttura non è più sostenuta dalla pressione del gas e comincia a contrarsi in tempi scala termodinamici. Per il teorema del viriale parte dell'energia generata dalla contrazione riscalda il nucleo fino a quando si raggiungono le temperature necessarie per l'innescamento dei *processi* 3α .

Questo fenomeno, rappresentato nella figura 2.5, consiste in un'interazione a tre corpi, in cui tre particelle alfa si uniscono per formare un nucleo di C^{12} liberando $7.3MeV$ di energia.

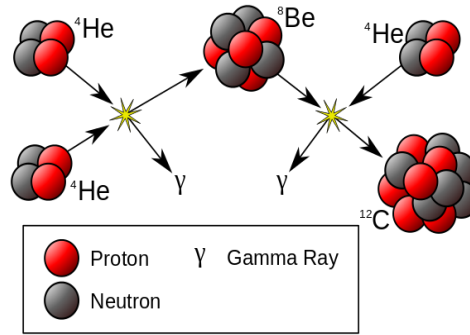
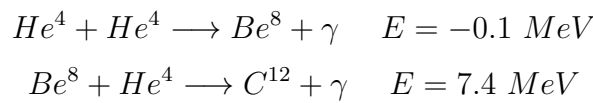


Figura 2.5: Interazione a tre corpi del processo 3α



Si può notare che la prima reazione è endotermica perché il Be^8 è instabile e ha una forte tendenza a ritrasformarsi nelle due particelle iniziali, instaurando una situazione di risonanza.

Il nucleo della stella è però ricco di elio ($\frac{Be^8}{He^4} = 10^{-10}$) ed estremamente denso; ciò permette la cattura di una terza particella alfa nel breve tempo di vita del berillio, formando C^{12} .

La condizione di risonanza del berillio è ciò che ha interrotto la nucleosintesi primordiale all'elio, proprio perché dopo il Big Bang la densità è diminuita troppo rapidamente e non ha permesso la formazione di elementi pesanti, se non per qualche traccia di Li^7 . Anche per la catena 3α si può calcolare il rate di produzione energetica che, oltre ad essere molto più sensibile alla densità ρ^2 , ha una forte dipendenza dall'abbondanza dell'elio, $\epsilon_{3\alpha} \propto Y^3$:

$$\epsilon_{3\alpha} = \epsilon_3 \rho^2 Y^3 T^v \quad v = [20 - 30]$$

Per questa reazione la sensibilità ai valori di temperatura è enorme perché $T \sim 10^8$, e v , che varia in funzione della temperatura e degli elementi coinvolti nella reazione, ha valori molto alti, $v = [20 - 30]$.

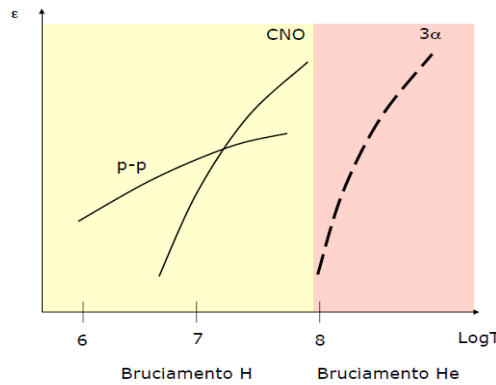


Figura 2.6: Rate energetico dei diversi processi al variare della temperatura

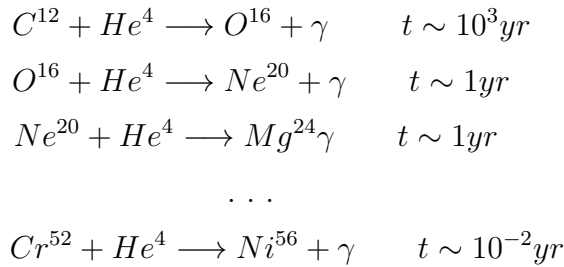
2.3 Formazione di elementi pesanti

Gli elementi più pesanti dell'elio non possono essersi formati durante nucleosintesi primordiale, quindi devono essere prodotti da reazioni termonucleari nelle stelle, secondo vari processi.

2.3.1 Cattura α

Per strutture stellari con $M > 8M_{\odot}$, al termine della catena 3α inizia una nuova fase di contrazione con conseguente innalzamento della temperatura.

Attorno a $5 - 6 \cdot 10^8 K$ si innesca la fusione del carbonio, che attraverso una serie di processi di cattura α , genera gli elementi più pesanti fino la gruppo del ferro. Dato che il processo consiste nell'interazione con un nucleo di He^4 , gli elementi- α così formati hanno numero di massa multiplo di quattro, e risultano essere i più abbondanti nell'universo, dopo idrogeno ed elio. Sono infatti prodotti anche dagli strati esterni oltre che nel nucleo e vengono immessi nel mezzo interstellare quando la stella esplose come supernova.



Queste reazioni consecutive si innescano a temperature sempre maggiori. Attorno ai $10^9 K$ l'ambiente comincia a produrre neutrini che fuggono dalla struttura, che quindi si raffredda e si contrae; i tempi scala delle singole reazioni sono quindi sempre più brevi.

Il processo di cattura si interrompe con la formazione del ferro, che comincia quindi ad accumularsi nel nucleo. Per gli elementi più pesanti la fusione non è più un fenomeno spontaneo ma richiede una sorgente di energia; sono quindi necessari processi alternativi.

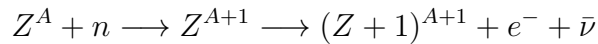
	Temperatura	τ
Elementi leggeri	$\sim 10^6$ °K	$\sim 10^5$ yr
p-p	$\sim 10^7$ °K	$\sim 10^{10}$ yr
CNO	$\sim 10^7$ °K	10^9 yr
3α	$> 10^8$ °K	10^7 yr
Bruciamento Carbonio	$\sim 10^9$ °K	10^5 yr
Bruciamento Ossigeno	$> 10^9$ °K	10^5 yr
Processo s	$> 10^8$ °K	10^3 - 10^7 yr
Processo r	$> 10^{10}$ °K	10-100 sec

Figura 2.7: Riassunto dei principali processi nucleari con relative temperature di attivazione e tempi scala dei fenomeni.

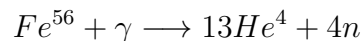
2.3.2 Cattura Neutronica

Un meccanismo alternativo alla fusione per la creazione elementi pesanti è la già citata cattura neutronica.

Tale fenomeno consiste nell'interazione di un nucleo pesante con un neutrone libero, che una volta catturato aumenta il numero di massa dell'elemento iniziale creando un isotopo instabile. Questo processo è solitamente seguito da un decadimento β^- , che trasforma il neutrone in un protone e forma quindi una nuova specie chimica.



Affinché questa reazione avvenga deve essere accompagnata da un fenomeno che generi neutroni liberi in modo efficiente; la loro principale sorgente è la fotodisintegrazione.



I neutroni liberati possono così interagire col ferro e produrre, facilitati dall'assenza di una barriera di una potenziale da superare, gli elementi più pesanti.

Un'altra sorgente di neutroni liberi, anche se meno efficiente, è il processo di cattura α che coinvolge isotopi di elementi alfa:



La cattura neutronica può avvenire in due modi, distinti dai tempi di reazione.

Dopo la fotodisintegrazione, infatti, si hanno circa 10 minuti per effettuare la cattura, altrimenti il neutrone decade spontaneamente in un protone che ha massa minore.

Il confronto tra il tempo scala di cattura neutronica τ_n , e il tempo scala di decadimento β^- , τ_β , determina la distinzione tra:

- **Processi s:**

Sono processi di cattura neutronica lenti (slow) in cui il nucleo instabile creato dalla prima cattura decade per β^- prima di catturare altri neutroni, $\tau_\beta < \tau_n$.

Gli *elementi s* vengono creati dove la produzione di neutroni è sporadica, in condizioni non critiche, per esempio nella fase AGB³ nelle stelle di piccola massa. Le temperature a cui sia avvia sono dell'ordine di $T = 10^8 K$.

- **Processi r:**

Sono processi di cattura neutronica rapidi (rapid) in cui un nucleo atomico cattura molti neutroni prima di decadere, $\tau_n < \tau_\beta$.

Avvengono durante le esplosioni di supernovae di tipo II, *Core Collapse*, con temperature di $T = 10^{10} K$. La presenza di *elementi r* è tracciante del fatto che il gas è stato arricchito da questo determinato processo; ciò permette di ricostruire la storia di formazione del gas.

Per avere un quadro riassuntivo si può osservare in figura 2.7 il confronto tra le reazioni termonucleari fin qui studiate, con le rispettive temperature di attivazione e i tempi scala in cui avvengono.

Nella figura 2.9 invece sono rappresentate le abbondanze chimiche del gas solare con i relativi processi che possono averli originati.

³Asintotic Giant Branch, fase con nucleo CO degenerare e combustione di idrogeno e elio in shell

2.4 Reazioni Nucleari e gas degeneri

La maggior parte delle reazioni studiate avviene in un ambiente non degenere, cioè in condizioni tali da poter considerare il plasma nel nucleo stellare come un *gas perfetto*. Questo significa che le particelle del gas seguono una distribuzione di velocità di Maxwell-Boltzmann che è completamente determinata dalla temperatura del sistema. Quest'ultimo è descritto dall'equazione di stato dei gas perfetti $PV = nRT$, una relazione che implica che a una variazione di temperatura o densità corrisponde una proporzionale variazione di pressione. Si può dire quindi che il nucleo stellare non degenere è *termoregolato*.

In certe condizioni di alta densità, come quelle presenti negli interni stellari, diventano però rilevanti anche i fenomeni quantistici che portano alla degenerazione del gas. Quando la materia si trova in questo stato le particelle non seguono più una distribuzione di Maxwell bensì una statistica di Fermi-Dirac e l'equazione di stato perde la dipendenza dalla temperatura. In condizione di degenerazione quindi, la pressione varia sensibilmente solo in funzione della densità $P \propto \rho^n$, con $n = \frac{5}{3}$ o $n = \frac{4}{3}$.

L'innesco di reazioni termonucleari in strutture non termoregolate può avere conseguenze catastrofiche, come il caso delle **Supernovae Thermonuclear**.

Tali fenomeni possono verificarsi nelle fasi finali di stelle di piccola massa iniziale, $M < 8M_{\odot}$. Queste infatti terminano la loro evoluzione stellare formando un nucleo degenere di carbonio e ossigeno. La pressione degli elettroni degeneri sostiene la struttura e impedisce la contrazione necessaria ad innescare le reazioni successive. Se però al sistema viene aggiunta della massa, come può avvenire tra stelle binarie, e questa supera la *massa limite di Chandrasekhar*, la struttura collassa causando l'innesco del carbonio nel nucleo degenere. Il processo produce energia e scalda il sistema che però non è più termoregolato e non può bilanciare il processo espandendosi, aumentando la pressione. La temperatura continua quindi ad aumentare incrementando la velocità delle reazioni fino a provocare un'esplosione di supernova che distrugge completamente la stella. Questo fenomeno produce grandi quantità di ferro che vanno così ad arricchire il mezzo interstellare.

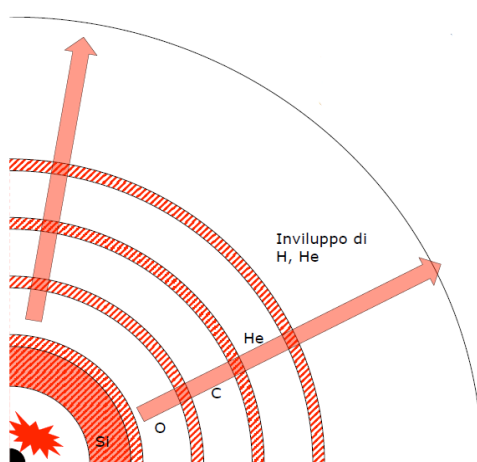
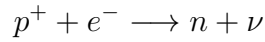


Figura 2.8: Fasi finali di un'esplosione di supernova Core Collapse.

Anche le stelle di grande massa terminano la loro storia evolutiva con un nucleo degenere, questa volta composto di ferro. La struttura può infine dare origine a buchi neri o stelle di neutroni tramite un'esplosione di **Supernova Core-Collapse**.

Alle alte temperature presenti nel nucleo di ferro, $T \sim 10^{10}K$, i fotoni prodotti sono abbastanza energetici da causare fotodisintegrazione. Questo processo permette di produrre gli elementi r per cattura neutronica, ma a causa della sua natura endotermica porta anche al collasso della struttura che sta perdendo l'energia necessaria per restare in equilibrio. Si avvia inoltre un processo di cattura elettronica che alimenta il collasso perché viene a mancare la pressione degli elettroni degeneri che aiutava a sostenere la struttura.



In queste condizioni la cattura si autoalimenta avviando il cosiddetto **processo URCA**: più neutroni e neutrini ν vengono prodotti, più la stella si contrae e più protoni ed elettroni possono interagire tra loro producendo sempre più neutroni e neutrini.

Il nucleo è ora ricco di neutroni e collassa in tempi dinamici, arrestandosi solo quando raggiunge le densità dell'ordine dei nuclei atomici $\rho \sim 10^{14}gr/cm^3$. Sul nucleo ormai incompressibile rimbalzano gli stati esterni che stavano collassando, creando un'onda d'urto che porta all'esplosione di supernova.

Questo fenomeno arricchisce l'ambiente di elementi α che erano presenti negli strati esterni e produce gli elementi r , ma poco ferro, perché è stato trasformato in neutroni nel nucleo. Il remnant di questi fenomeni è quindi di nuovo una struttura degenera sostenuta dai neutroni.

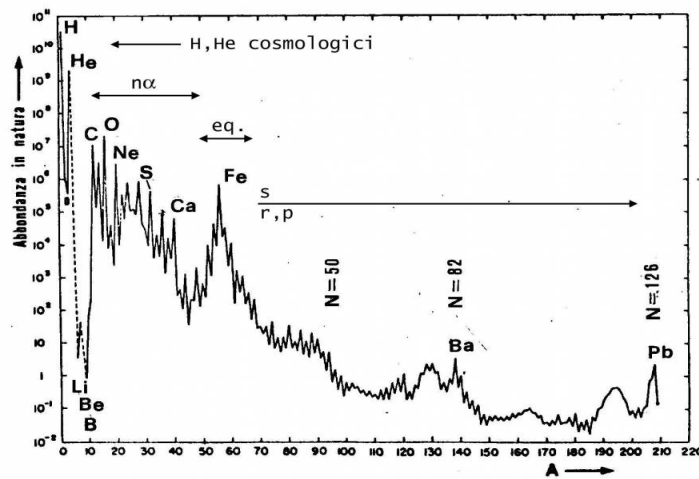


Figura 2.9: Curva delle abbondanze solari con indicati i relativi principali processi di nucleosintesi

Bibliografia

- [1] V Castellani. *Astrofisica Stellare*, Ed. Zanichelli.
- [2] B. Cester. *Corso di astrofisica*, Ed Hoepli.
- [3] B. W. Carroll, D. A. Ostlie. *An Introduction to Modern Astrophysics*, Ed. Pearson.
- [4] M. Salaris, S. Cassisi. *Evolution of Stars and Stellar Populations*, Ed. John Wiley & sons.
- [5] F. R. Ferraro. *Astrofisica Stellare*, Appunti e slide del corso.