

PRINCIPALI REAZIONI TERMONUCLEARI
NELLE STELLE

TESI DI LAUREA

CANDIDATO:
PELLICIARI DAVIDE
MATRICOLA 0000767087

RELATORE:
CHIAR.MO PROF. DALLACASA DANIELE

*Ai miei genitori e a mia sorella
A Riccardo, Nicolas, Paolo e Simone, a cui voglio un bene infinito
A Marco e Domenico, compagni di battaglie
Ai ragazzi del Gruppo Astrofili Gian Battista Amici di Modena, grazie*

Indice

1	Introduzione	1
1.1	Natura e struttura delle stelle	1
1.2	Produzione di energia termonucleare	2
2	Le reazioni termonucleari nelle stelle	3
2.1	Bruciamenti spontanei: l'energia di legame	3
2.2	Catene protone-protone	4
2.2.1	Catena PPI	5
2.2.2	Catena PPII	6
2.2.3	Catena PPIII	6
2.3	Catena CNO	7
2.3.1	Confronto tra le catene PP e CNO	9
2.4	Combustione dell'elio: il ciclo tre alfa	10
2.5	Reazioni successive alla 3α	12
2.6	Nucleosintesi primordiale: agli albori dell'Universo	13

Sommario

In questo elaborato vengono messe in evidenza le principali reazioni termonucleari che avvengono al centro delle stelle, e i meccanismi che ne governano il funzionamento.

Nel primo capitolo vengono fornite le nozioni introduttive utili a comprendere i capitoli successivi; viene data una descrizione generale riguardo alla natura e alla struttura delle stelle e riguardo alla produzione di energia termonucleare, principale fonte di sostentamento della vita di ogni stella.

Nel secondo capitolo vengono descritte ampiamente le principali catene di reazioni termonucleari che avvengono all'interno delle stelle, ponendo particolare attenzione alla combustione di idrogeno attraverso le *catene protone-protone* e il *ciclo CNO*, di cui si mette a disposizione un confronto, e alla successiva combustione di elio.

Infine vengono brevemente descritte le reazioni termonucleari successive alla combustione dell'elio, comprendenti il bruciamento di carbonio e la produzione dei cosiddetti elementi alfa.

Si conclude con la descrizione della produzione degli elementi chimici nei primi tre minuti della vita del nostro universo, anche detta *nucleosintesi primordiale*, in accordo con la teoria cosmologica del Big Bang.

Capitolo 1

Introduzione

1.1 Natura e struttura delle stelle

Una stella è una sfera di gas incandescente in **equilibrio idrostatico**, ovvero in una condizione tale per cui la forza di gravità della stella eguaglia, secondo per secondo, la pressione del gas stesso.

Nella caratterizzazione di una stella è fondamentale conoscerne la composizione chimica, che si indica con una terna di numeri (X, Y, Z) , dove X rappresenta la **percentuale** (o abbondanza) di idrogeno presente nella stella, Y la percentuale di elio e Z la percentuale di metalli, ovvero di elementi più pesanti dell'elio. Per quanto riguarda, ad esempio, il Sole, esso presenta una composizione chimica pari a $(0.7390, 0.2469, 0.0141)$ [1].

La forte presenza di soli due elementi, idrogeno ed elio, che sono, tra l'altro, gli elementi più semplici e leggeri della tavola periodica, è riconducibile alla *nucleosintesi primordiale*, che verrà descritta alla fine del Capitolo 2.

A livello generale possiamo suddividere una stella in due parti: una zona più interna, più calda, dove avviene la nucleosintesi attraverso le reazioni termonucleari, il **nucleo** (o *core*), e l'**envelope**, ovvero le zone stellari circostanti che trasportano energia verso l'esterno della struttura attraverso i moti convettivi.

Le reazioni termonucleari sono, come si vedrà, la fonte principale di energia della stella, nonché il meccanismo principale di produzione degli elementi chimici più pesanti dell'elio e meno pesanti del ferro. In passato si pensava che l'energia venisse prodotta principalmente dal cosiddetto **meccanismo di Kelvin-Helmoltz** che prevedeva, conseguentemente a un raffreddamento della superficie stellare, la contrazione della struttura della stella sotto l'azione della forza gravitazionale, permettendo così un riscaldamento delle zone centrali (*core*). In questo modo l'energia potenziale gravitazionale derivante dalla contrazione del Sole avrebbe fornito energia sufficiente al sostentamento della sua emissione di radiazione. Attraverso

semplici calcoli si riesce a dimostrare che, attraverso questo meccanismo, il tempo di vita del Sole sarebbe dovuto essere all'incirca 17 milioni di anni, totalmente in disaccordo con l'età solare conosciuta oggi di 4.5 miliardi di anni. Fu necessario, quindi, spiegare la produzione energetica delle stelle attraverso altri meccanismi.

1.2 Produzione di energia termonucleare

All'interno del core stellare avvengono le reazioni di fusione (o **bruciamenti**) nelle quali i nuclei di due o più atomi interagiscono avvicinandosi a tal punto da superare la *barriera di potenziale elettrostatico*, unendosi e generando un nucleo avente massa minore della somma delle masse dei nuclei reagenti. Questo fatto non è in contraddizione con la legge di conservazione della massa per le reazioni chimiche (*Legge di Lavoisier*) dal momento che una parte della massa viene trasformata in energia, in accordo con la famosa legge $E = mc^2$. La differenza di massa, ovvero l'energia liberata dalla reazione, è proprio la fonte di energia principale delle stelle, rilasciata sotto forma di fotoni gamma (γ) e neutrini. Dal momento che all'interno del nucleo stellare vi è una quantità molto grande di nuclei di idrogeno, le fusioni di combustione dell'idrogeno, che avvengono con un rate molto elevato, permettono il riscaldamento energetico dell'intera struttura stellare.

Dopo le prime reazioni di **presequenza**, che avvengono a una temperatura compresa tra 0.5 e 5 milioni di gradi e coinvolgono elementi leggeri già presenti nella mistura, distruggendoli e formando isotopi dell'elio, avviene la **combustione dell'idrogeno in elio** a una temperatura di innesco di circa $T_{core} \simeq 10^7 K$ e le stelle che si trovano in questa fase evolutiva principale rimangono stabili per il 90% della loro vita.

Quando l'idrogeno nella stella comincia a scarseggiare, il nucleo stellare non è più in grado di produrre energia sufficiente per mantenere l'equilibrio idrostatico, conseguentemente avviene una fase di contrazione gravitazionale con tempi comparabili con il *tempo termodinamico di Kelvin-Helmoltz* ($t_{KH} \sim 17 Myr$), che porta a un aumento della temperatura a tal punto da permettere l'innesco di nuove catene di reazioni termonucleari e iniziare la combustione dell'elio in carbonio. A seconda della sua massa iniziale, una stella si evolverà in modi differenti e arriverà a bruciare elementi chimici diversi. Per stelle di massa sufficiente ($M \geq 8M_{\odot}$) è possibile arrivare spontaneamente alla fusione del ferro ${}^{56}Fe$ ¹

¹Il numero scritto come apice prima di un elemento chimico ne rappresenta il **numero di massa** A , definito come la somma del numero di protoni (o **numero atomico**) Z e del numero di neutroni N presenti nel nucleo atomico.

Capitolo 2

Le reazioni termonucleari nelle stelle

2.1 Bruciamenti spontanei: l'energia di legame

La fusione spontanea di nuclei più pesanti del ferro **non** avviene dal momento che un bruciamento è energeticamente conveniente solo se l'**energia di legame** del prodotto della combustione è maggiore di quella dei reagenti.

La massa totale di un nucleo, infatti, è sempre minore delle singole masse dei nucleoni che lo compongono, dato che un po' di massa viene convertita in energia dall'interazione dei costituenti. L'energia di legame è infatti definita nel seguente

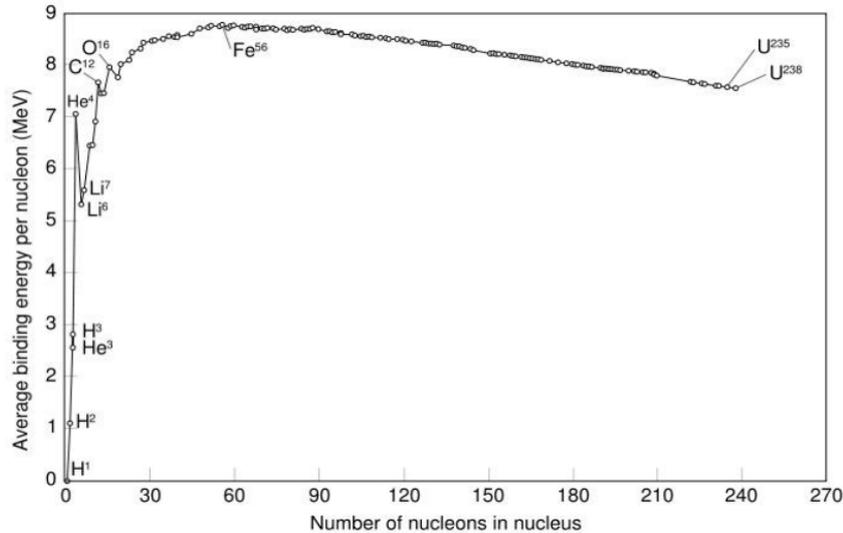


Figura 1: Energia di legame per nucleone. Fonte: Wikipedia.

modo:

$$E_b(Z, N) = (Zm_p + Nm_n - m(Z, N))c^2$$

dove $m_p = 1.672 \cdot 10^{-24} \text{ g}$ è la massa di un singolo protone, $m_n = 1.675 \cdot 10^{-24} \text{ g}$ è la massa di un neutrone, $m(Z, N)$ la massa dell'intero nucleo atomico e $c = 3 \cdot 10^{10} \text{ cm s}^{-1}$ è la velocità della luce.

Questa energia di legame è sia l'energia che viene prodotta quando si forma un nuovo nucleo atomico stabile e sia l'energia che bisogna fornire ad esso per spaccarlo nelle sue componenti. La curva dell'energia di legame dei vari elementi è mostrata in Figura 1 e si nota che, per numeri atomici bassi, essa cresce rapidamente e in modo irregolare, ma a numeri atomici più alti prevale la repulsione elettrostatica tra i vari protoni, e l'energia di legame torna a decrescere. Il picco, molto largo, si ha per il ferro-56. Gli elementi più leggeri possono essere bruciati, o fusi, mentre per gli elementi più pesanti il processo conveniente è la fissione nucleare, in cui il nucleo di un elemento chimico pesante decade in nuclei aventi numero atomico inferiore, con conseguente emissione di una grande quantità di energia.

2.2 Catene protone-protone

La fase principale della vita di una stella è caratterizzata dalla combustione dell'idrogeno in elio, che avviene attraverso le cosiddette **catene protone-protone** (PP). Queste catene di reazioni rappresentano la sorgente principale di energia per

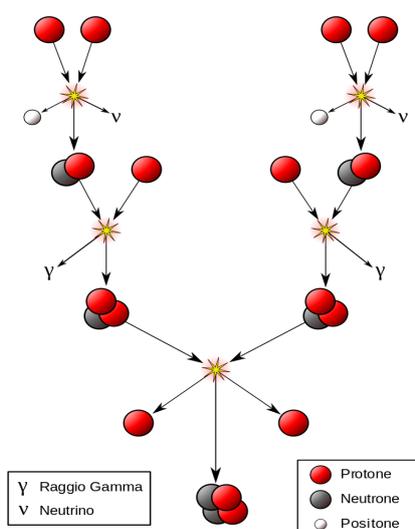


Figura 2: Schema rappresentativo della catena PPI.

la maggior parte delle stelle dell'universo, compreso il Sole. Un altro processo che porta alla formazione di elio partendo da idrogeno è il **Ciclo CNO**, che sfrutta la presenza di elementi più pesanti come carbonio, azoto e ossigeno all'interno del

nucleo stellare.

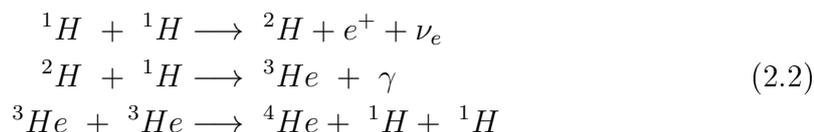
Verranno, di seguito, descritte tre catene protone-protone: la PPI, la PPII e la PPIII, che si innescano a temperature sempre maggiori.

2.2.1 Catena PPI

Questa catena di reazioni termonucleari prevede il bruciamento complessivo di 4 nuclei di idrogeno in un nucleo di elio, ovvero, in sintesi:



Si parla di nuclei e non di atomi in quanto il nucleo stellare, al momento della combustione dell'idrogeno, ha una temperatura ben superiore alla temperatura di ionizzazione dell'idrogeno $T_{ionH} \simeq 10^4 \text{ K}$, per cui gli elettroni sono liberi e non legati agli atomi. In particolare la catena PPI, rappresentata in Figura 2, è costituita dalle seguenti reazioni nucleari:



Nella prima reazione due nuclei di idrogeno si fondono per formare **deuterio** ^2H , il secondo isotopo dell'idrogeno, rilasciando un *positrone* e^+ e un *neutrino elettronico* ν_e . Questo passaggio è caratterizzato da un **tempo di attivazione** di circa $t \simeq 1.4 \cdot 10^9 \text{ yr}$, particolarmente lento per due motivi principali: il primo è che per i due protoni è necessario superare la barriera elettrostatica e ciò non può avvenire nemmeno alle temperature elevatissime del nucleo stellare, ma unicamente per **effetto tunnel**; il secondo motivo è che nella reazione è coinvolto un decadimento β^+ che converte un protone in un neutrone. Il tempo di attivazione caratterizza, quindi, la difficoltà che un determinato ciclo avvenga e dipenderà dal suo grado di spontaneità.

La prima reazione produce un'energia pari a circa 1.44 MeV e si ha una perdita di 0.26 MeV dovuta al neutrino che, interagendo poco con la materia, trasporta energia fuori dalla struttura stellare, senza che essa venga trasportata verso l'esterno dall'envelope.

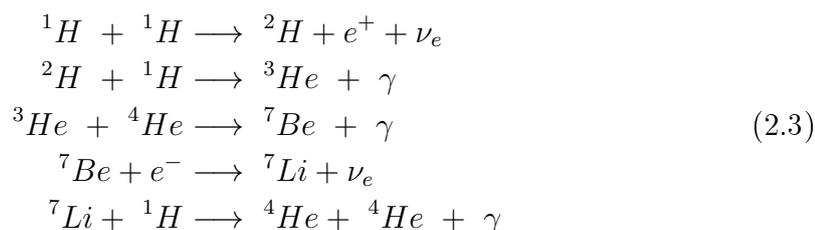
La seconda reazione ha un tempo di attivazione pari a $t \simeq 6 \text{ s}$ ed è quindi molto più veloce e produce una quantità di energia modesta pari 5.49 MeV . La terza ed ultima reazione avviene a $t \simeq 10^6 \text{ s}$ e produce una grande quantità di energia, di circa 12.85 MeV .

In conclusione l'intera catena PPI produce un'energia pari a $E_{PPI} \simeq 26.2 \text{ MeV}$ con una perdita di energia dovuta ai neutrini del 2%.

2.2.2 Catena PPII

La prima variante della catena PPI si innesca con più o meno facilità e più o meno spontaneamente a seconda della temperatura dell'ambiente e dell'abbondanza degli elementi in ivi presenti.

La particolarità di questa catena è la produzione di **berillio** tramite l'interazione di elio-3 con elio-4 già esistente nel nucleo stellare. Questo è possibile in quanto l'ambiente è già ricco di elio, a causa dell'abbondanza Y molto alta nelle stelle. L'intera catena PPII si presenta, reazione per reazione, nel modo seguente:



Le prime due reazioni sono le stesse della catena PPI, mentre la terza ha un tempo caratteristico pari a circa $t \simeq 10^6$ s, la quarta $t \simeq 0.4$ yr e l'ultima $t \simeq 6$ min.

Il berillio-7, nella quarta reazione, cattura un elettrone decadendo in litio-7 e quest'ultimo, interagendo con un protone (nucleo di idrogeno ${}^1\text{H}$) produrrebbe un nucleo di berillio-8, il quale però sarebbe fortemente instabile², e di conseguenza si spacca in due nuclei di elio-4.

In termini energetici la PPII è molto simile alla prima in quanto l'energia totale emessa dal ciclo di reazioni è di circa $E_{PPII} \simeq 25.67$ MeV con una perdita di energia dovuta ai neutrini di circa 1 MeV.

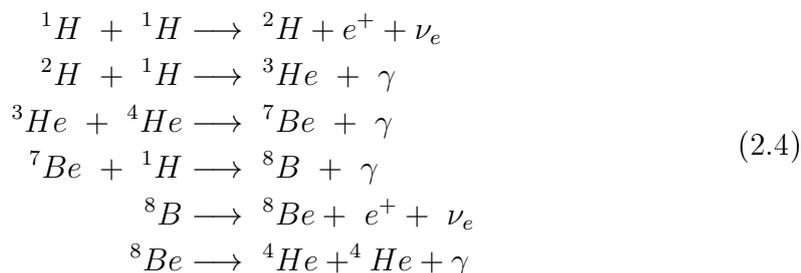
2.2.3 Catena PPIII

La seconda variante delle catene protone-protone prevede che il berillio-7 non faccia cattura elettronica ma interagisca con un nucleo di idrogeno e formi un nucleo di boro-8 instabile, che decade istantaneamente in berillio-8 e che a sua volta, a causa della sua forte instabilità, decade in due nuclei di elio-4.

Questa catena avviene principalmente in un ambiente ricco di berillio-7 e di idro-

²Vi è un limite fisico nel far interagire tra loro neutroni e protoni, infatti **non** esistono nuclei **stabili** aventi numero di massa $A = 5$ e $A = 8$.

geno e si presenta nel seguente modo:



La quarta e la quinta reazione della catena hanno tempo di attivazione pari a circa $t \simeq 66 \text{ yr}$, mentre l'ultima è particolarmente veloce, con un $t \approx 1 \text{ s}$. L'energia prodotta da una catena PPIII è leggermente inferiore rispetto alle altre due, con $E_{\text{PPIII}} \simeq 19.3 \text{ MeV}$ e una perdita di energia dovuta ai neutrini del 28%, particolarmente alta.

Le due varianti si attivano a una temperatura di regime intorno ai 15 milioni di gradi, poco più alta della temperatura della PPI. E' importante considerare il fatto che la catena predominante sia, inizialmente, la PPI, la quale produce sempre più elio e con l'aumentare dell'abbondanza Y aumenta anche la probabilità di innesco delle varianti PPII e PPIII.

2.3 Catena CNO

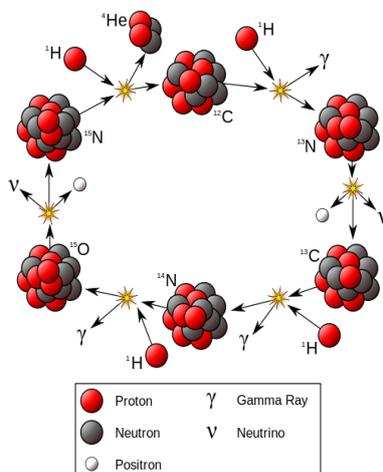
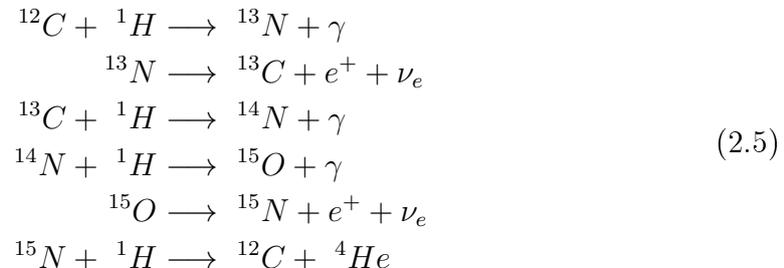


Figura 3: Schema rappresentativo del ciclo principale CNO.

Il bruciamento dell'idrogeno in elio può avvenire, come detto precedentemente, anche secondo un altro ciclo di reazioni chiamato **ciclo CNO** (anche abbreviato

ciclo CN o ciclo di Bethe). Il nome deriva dagli elementi chimici che partecipano alla combustione (carbonio, azoto e ossigeno); essi devono già essere presenti nella miscela chimica del nucleo stellare e non vengono prodotti direttamente dal ciclo CNO, hanno infatti il ruolo di **catalizzatori**.

Il ciclo è rappresentato in Figura 3 e si presenta nel seguente modo:



Il CNO, nella sua interezza, svolge esattamente lo stesso compito delle catene protone-protone in quanto brucia, attraverso i catalizzatori C, N e O, quattro nuclei di idrogeno per produrre un nucleo di elio-4. La differenza principale con le catene viste in precedenza è che il CNO avviene nei nuclei di stelle già popolate di elementi pesanti, ovvero nelle stelle più giovani arricchite di metalli dalle generazioni precedenti.

Il tempo di attivazione della prima reazione è molto grande, in quanto $t \simeq 1.3 \cdot 10^7 \text{ yr}$, ma non risulta essere la reazione più lenta della catena CNO dal momento che la quarta ha $t \simeq 3.2 \cdot 10^8 \text{ yr}$. Anche la terza e la sesta reazione hanno tempi molto elevati nell'ordine di milioni di anni e centinaia di migliaia di anni.

Sebbene l'effetto finale sia nullo, l'equilibrio tra le varie reazioni, che dipende dai tempi scala delle stesse, porta a variazioni delle abbondanze degli elementi catalizzatori coinvolti rispetto a quelle iniziali.

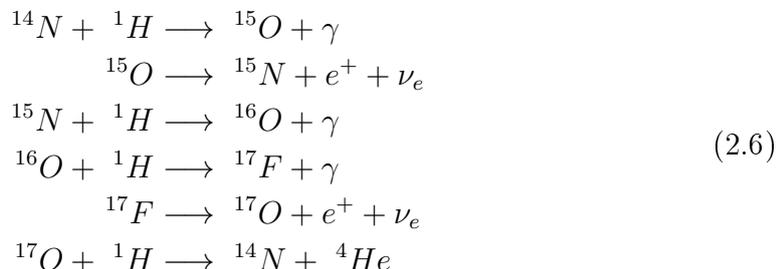
Per esempio, essendo la quarta reazione la più lenta del ciclo, l'azoto-14 viene consumato molto lentamente, e quindi si deve accumulare affinché il ciclo funzioni a regime e, di fatto, il ciclo CNO è il maggior responsabile per la produzione dell'azoto-14. Il ciclo descritto nelle reazioni (2.5) e rappresentato in Figura 3 viene chiamato **ciclo principale** ed è associato a una produzione energetica di circa $E_{CNO} \approx 25 \text{ MeV}$.

A causa della lentezza della quarta reazione di produzione di ossigeno-15, l'intera catena CNO si spacca in due cicli: uno veloce e uno lento. L'effetto principale delle differenti tempistiche di reazione è la produzione massiccia di azoto-13 da parte del carbonio (reazione 1) rispetto alla produzione lenta del carbonio da parte di azoto-14 e ossigeno-15 (reazioni 4 e 5) per cui si avrà una diminuzione molto rapida di carbonio-12 e un conseguente accumulo di azoto-14.

A seconda delle condizioni ambientali (pressione, temperatura e abbondanza Z di metalli) è possibile, in corrispondenza della reazione 5 delle (2.5), che si attivi un

ciclo secondario, in cui l'azoto-15, catturando un protone, produca un ossigeno-16 invece di un carbonio-12 e un elio-4.

Il ciclo si presenta in questa forma:



Anche per quanto riguarda questo ciclo il risultato rimane una produzione di un nucleo di elio dal bruciamento di 4 nuclei di idrogeno, con una produzione energetica molto simile al principale di 24.9 MeV . Questo è uno dei tanti cicli secondari che possono innescarsi dal principale all'aumentare della temperatura. Essi lasceranno delle *signatures* nel gas interstellare di abbondanze in **anticorrelazione** (proprio come quella tra carbonio-12 e azoto-14 discussa prima). Tali anticorrelazioni forniranno informazioni importanti riguardo ai processi nucleari e le temperature raggiunte dalle stelle di generazione passata.

2.3.1 Confronto tra le catene PP e CNO

I due cicli PP e CNO coesistono nei nuclei di tutte le stelle, ma in genere uno dei due domina la **produzione di energia**. Definendo, infatti, il **coefficiente di produzione energetica termonucleare** $\epsilon(\rho, T; X, Y, Z)$ come l'energia generata per unità di massa e di tempo da un gas di composizione nota alla densità ρ e alla temperatura T , è possibile dimostrare che per le catene protone-protone esso vale:

$$\epsilon_{PP} = \epsilon_1 \rho X_H^2 T_6^{\theta_{PP}} \tag{2.7}$$

dove ϵ_1 è una costante numerica, X_H è l'abbondanza di idrogeno nel nucleo stellare, T_6 è la temperatura espressa in milioni di kelvin e θ_{PP} è un esponente numerico compreso tra 3.5 e 6.

Per quanto riguarda il ciclo CNO, invece, si ha:

$$\epsilon_{CN} = \epsilon_2 \rho X_H X_{CN} T_6^{\theta_{CN}} \tag{2.8}$$

dove X_{CN} è l'abbondanza di catalizzatori presenti nella mistura chimica del nucleo stellare e θ_{CN} è compreso tra 13 e 20. Il ciclo PP si innesca già a temperature di circa 10^7 K e presenta una dipendenza dalla temperatura modesta, circa $\epsilon_{PP} \propto T_6^4$. Il ciclo CNO si innesca a temperatura un po' più alta, ma risulta più efficiente e

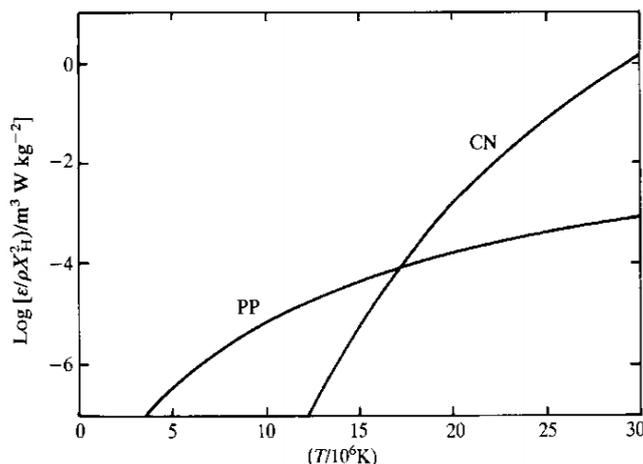


Figura 5: Produzione di energia termonucleare dei cicli PP e CNO in funzione della temperatura (composizione solare). Fonte: R. Tayler, *The stars: their structure and evolution*, Cambridge University Press (1994)

dipende dalla temperatura in modo più deciso, $\epsilon_{CN} \propto T_6^{17}$.

Il confronto tra i due coefficienti può essere fatto attraverso l'andamento dei seguenti parametri dipendenti unicamente dalla temperatura:

$$e_{PP} = \frac{\epsilon_{PP}}{\rho X_H^2}, \quad e_{CN} = \frac{\epsilon_{CN}}{\rho X_H X_{CN}}$$

Il confronto, come si vede in Figura 5, mostra che il coefficiente associato al ciclo CNO, nelle condizioni appropriate per permetterne l'innesco, prende il sopravvento per temperature maggiori di circa 17 milioni di kelvin. Questo non significa che le catene protone-protone smettono di funzionare, bensì che nel **bilancio energetico** la componente primaria è quella del CNO.

2.4 Combustione dell'elio: il ciclo tre alfa

Una volta bruciato l'idrogeno, il nucleo di una stella, formato da elio-4 e da metalli, ricomincia a contrarsi, aumentando così la sua temperatura. Il processo di contrazione si ferma quando la temperatura diventa abbastanza alta, circa 150 milioni di kelvin, da innescare il **bruciamento dell'elio**.

In queste condizioni ambientali si innesca il **ciclo 3α** ³ che brucia elio e produce

³Il nome deriva dallo studio dei decadimenti radioattivi. In vari anni di studio, gli scienziati hanno identificato molti tipi distinti di particelle che derivano da processi radioattivi (*radiazioni*) e i tre tipi distinti di radiazione sono stati indicati con le prime tre lettere dell'alfabeto greco:

carbonio-12:



Si tratta, in realtà, di una piccola catena (o ciclo) di due reazioni. Due nuclei di elio-4 interagiscono per formare un nucleo di berillio-8 che è noto essere particolarmente instabile. Esso tenderebbe a decadere nelle due particelle iniziali in circa $2.6 \cdot 10^{-6}$ s, ma vi è un'alta probabilità che esso riesca a catturare un'altra particella α , nel tempo scala di decadimento, creando così il carbonio-12.

Il processo 3α si scrive, dunque, nel modo seguente:



La cinetica di questo processo è molto lenta a causa dell'instabilità del berillio-8 ed è quindi necessario un lungo periodo di tempo per dare luogo alla produzione di carbonio a partire da una iniziale atmosfera di idrogeno. Una conseguenza fondamentale è che il carbonio non poté formarsi al momento del **Big Bang**, poiché la temperatura dell'universo scese troppo rapidamente al di sotto di quella necessaria per la fusione dell'elio.

Ordinariamente le probabilità di questa reazione sarebbero estremamente piccole, ma il berillio-8 ha quasi la stessa energia di due particelle alfa e nel secondo passo, berillio-8 insieme a elio-4 hanno quasi lo stesso livello energetico dello stato eccitato del carbonio-12. Queste risonanze aumentano notevolmente la probabilità che una particella alfa incidente si combini con il berillio-8 per formare un nucleo di carbonio stabile.

La prima reazione delle (2.11) è *endotermica* e quindi sottrae energia all'ambiente (circa $0.1\ \text{MeV}$) mentre la seconda produce approssimativamente $7.4\ \text{MeV}$, per un totale di $7.3\ \text{MeV}$.

Il ciclo è di fatto una reazione a tre corpi, e dipende quindi dal cubo dell'abbondanza di elio; dipende, inoltre, in modo molto sensibile dalla temperatura, infatti il coefficiente di produzione di energia termonucleare per il ciclo 3α risulta essere:

$$\epsilon_{3\alpha} = \epsilon_3 \rho^2 Y^3 T_8^{\theta_{3\alpha}} \quad (2.10)$$

dove Y è l'abbondanza di elio nella mistura chimica, T_8 è la temperatura espressa in centinaia di milioni di kelvin e $\theta_{3\alpha}$ è un esponente numerico compreso tra 20 e 30.

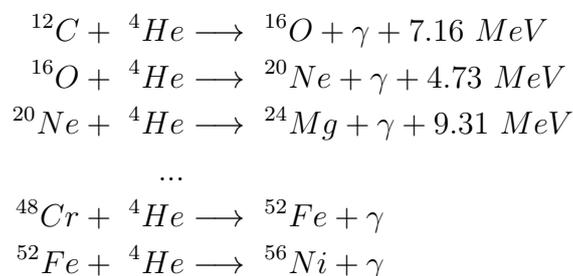
α , β , γ . Le particelle α , si è scoperto, sono proprio i nuclei di elio-4, le particelle β sono elettroni mentre le radiazioni γ sono fotoni.

2.5 Reazioni successive alla 3α

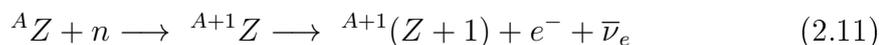
Mentre gli elementi più leggeri fino al litio hanno origini cosmologiche, gli elementi fino al ferro sono sintetizzati nelle stelle tramite i bruciamenti principali e le tantissime reazioni secondarie.

Il bruciamento dell'elio produce **carbonio**, che è il successivo combustibile ad accendersi se la temperatura del nucleo riesce a raggiungere un'alta temperatura di circa 500 – 600 milioni di kelvin. I **principali bruciamenti** di una stella sono, nell'ordine: idrogeno, elio, carbonio, neon, ossigeno e silicio.

A pressioni elevate e temperature maggiori di 600 milioni di gradi iniziano una serie di processi chiamati **catture α** che consistono nella cattura di un nucleo di elio-4 da parte di carbonio ed elementi più pesanti, chiamati **elementi α** aventi numero atomico multiplo di quattro.



Gli elementi più pesanti del ferro vengono sintetizzati tramite **cattura neutronica** attraverso i **processi slow (s)** e **rapid (r)**, i quali consistono nel bombardamento dei nuclei atomici pesanti con neutroni liberi.



I neutroni, infatti, non risentono della barriera elettrostatica, e possono facilmente essere assorbiti dai nuclei. Un nucleo atomico che assorbe un neutrone aumenta il suo peso atomico Z di un'unità e se il prodotto è un **isotopo instabile** il nucleo può subire un *decadimento beta* (emissione di un elettrone), aumentando il suo numero atomico di un'unità. Se i processi di cattura hanno tempi scala lunghi rispetto al decadimento beta il nucleo che si forma decade prima di catturare ulteriori neutroni, da cui il nome *slow*. Nei processi rapidi (r), invece, il nucleo instabile riesce a catturare altri neutroni prima di decadere e quindi ha la possibilità di formare elementi molto pesanti. Questo tipo di processi coesistono vicino a reazioni di forte produzione neutronica, che spesso avvengono durante le ultimissime fasi di vita di una stella.

Le stelle sono, quindi, la fornace cosmica dentro la quale vengono prodotti gli elementi più pesanti dell'elio e meno pesanti del ferro. Il grafico delle **abbondanze cosmiche** (Figura 6) mette in evidenza l'origine stellare degli elementi: dopo

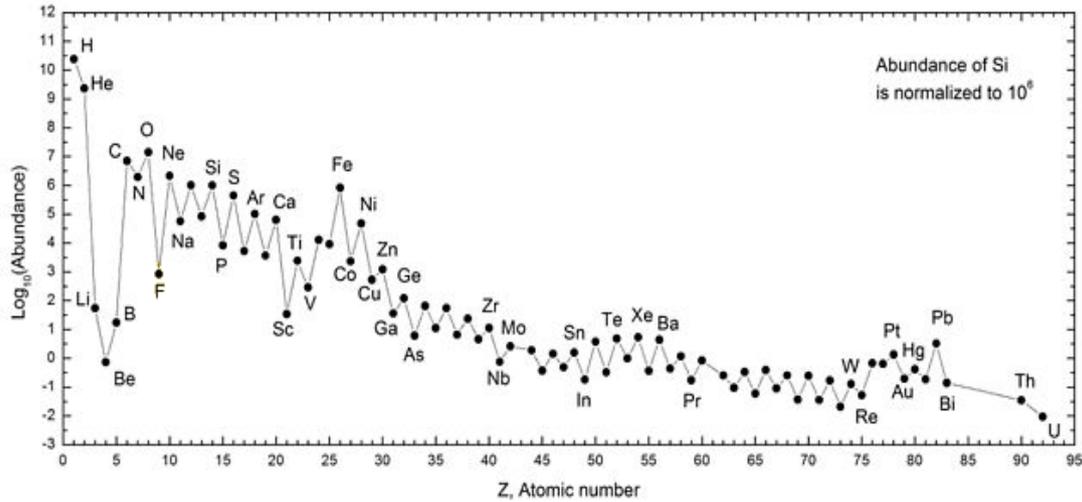


Figura 6: Abbondanze cosmiche dei nuclei, normalizzate rispetto al silicio (10^6).

idrogeno ed elio, i più comuni *non* sono litio, berillio e boro, che sono generalmente distrutti nelle stelle, ma i principali protagonisti dei vari bruciamenti, cioè gli elementi α . Vi è poi un picco in corrispondenza del ferro, prodotto nelle fasi finali della vita di una stella, seguito da una coda di elementi più pesanti e meno abbondanti (elementi r).

2.6 Nucleosintesi primordiale: agli albori dell'Universo

La **nucleosintesi primordiale** studia l'abbondanza dei nuclei generati nei primi 3 minuti dell'Universo, prima che temperatura e densità rendessero ulteriori fusioni improbabili. Nell'universo si misura, mediamente, un'abbondanza chimica di elio pari a:

$$Y_{mis} \simeq 0.24 \pm 0.28 \quad (2.12)$$

Essa risulta troppo elevata per poter essere spiegata solo in termini di bruciamento di idrogeno nell'interno dei nuclei stellari.

E' possibile, infatti, ottenere una stima della quantità di elio prodotto dall'inizio dell'universo considerando solo i processi termonucleari che avvengono nelle stelle. Andando a considerare la luminosità della nostra galassia, $L_{gal} \simeq 10^{11} L_{\odot}$, e facendo l'approssimazione che essa sia stata costante nel tempo, l'energia totale prodotta in un *tempo di Hubble* $t_H \approx 13 \text{ Gyr} \simeq 4 \cdot 10^{17} \text{ s}$, pari all'età dell'universo,

risulta essere:

$$E_{tot} = L_{gal} \cdot t_H \simeq 1.6 \cdot 10^{62} \text{ erg} \quad (2.13)$$

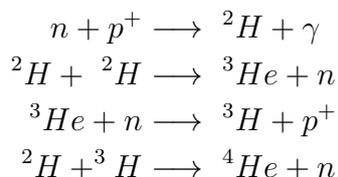
dove $L_{\odot} = 4 \cdot 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$ è la luminosità del Sole.

Si ottiene, conseguentemente, il numero di nuclei di elio prodotti in t_H andando a considerare il rapporto tra l'energia totale (2.13) e l'energia prodotta dal bruciamento di 4 nuclei di idrogeno per ottenere un singolo nucleo di elio, $E_{He} \equiv E_{PP} \simeq 4.5 \cdot 10^{-5} \text{ erg}$. Da questo rapporto si può ottenere facilmente la massa totale di elio prodotta fino ai giorni nostri, e quindi la sua abbondanza prevista, che risulta essere pari a $Y \sim 0.01$, venti volte minore del valore misurato.

Questa abbondanza è stata misurata per stelle molto vecchie di popolazione II, risalenti appunto alle prime fasi di vita dell'universo. Ci deve essere stato, allora, un evento *primordiale* che abbia arricchito molto velocemente le stelle di elio.

La teoria cosmologica più accreditata è quella del **Big Bang** e si stima che la temperatura e la densità nelle primissime fasi di vita dell'universo fossero dell'ordine di 10^{13} K e 10^{15} gcm^{-3} . In queste condizioni ambientali estreme l'energia delle particelle supera di gran lunga l'energia di legame, quindi il Big Bang deve aver cancellato ogni traccia di strutture atomiche precedenti.

A circa un secondo dal Big Bang la temperatura è già scesa di 3 ordini di grandezza e le reazioni più favorite dalle condizioni ambientali riguardano la **produzione primordiale di neutroni**, che per i primi 15 minuti della vita dell'universo rimangono *stabili*⁴. Una volta che la temperatura raggiunge i 10^9 K (ovvero dopo circa 10 s dal Big Bang) è possibile ottenere, da questa concentrazione molto alta di neutroni liberi, i primi nuclei di **deuterio** (2H) e i primi nuclei di elio-3 ed elio-4:



Come conseguenza della forte instabilità per i nuclei aventi $A = 5$ e $A = 8$, non è possibile che un elio-4 catturi un neutrone producendo un elio-5 (vita media $\tau \sim 10^{-21} \text{ s}$). Gli ultimi atomi che si ottengono dalla nucleosintesi primordiale sono il **berillio-7**, come interazione tra un elio-3 e un elio-4, e, anche se in quantità molto minore, il litio-7.

⁴Il neutrone libero risulta essere una particella particolarmente instabile. Il neutrone ha, infatti, una vita media prima di decadere in protone, elettrone e antineutrino elettronico pari a $\tau_n \simeq 886,8 \text{ s}$, ovvero circa 15 minuti.

Bibliografia

- [1] Asplund, M. (2009) *The chemical composition of the Sun*. arXiv:0909.0948 [astro-ph.SR].
- [2] Materiale didattico di "Astrofisica stellare" corso del prof. F. R. Ferraro
- [3] "Una finestra sull'Universo Invisibile", Lezioni di radioastronomia di Carla e Roberto Fanti
- [4] Dispense del corso "Introduzione all'astrofisica" di P.Monaco, Università di Trieste.