

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

Principali reazioni termonucleari nelle stelle

Tesi di laurea

Presentata da:
Concetta Santoianni

Relatore:
Chiar.ma Prof. Marcella Brusa

Anno accademico [2022-2023]

Indice

1	Introduzione	2
1.1	Nucleo Stellare	2
1.2	Principali processi nucleari	3
2	Le reazioni termonucleari	5
2.1	Fusione dell'idrogeno	5
2.1.1	PPI	6
2.1.2	PPII	7
2.1.3	PPIII	8
2.2	Ciclo CNO	10
2.2.1	Ciclo principale	10
2.2.2	Cicli secondari	11
2.3	Processo 3α	12
2.4	Reazioni termonucleari successive alla 3α	12
3	Evoluzione stellare	15

Capitolo 1

1 Introduzione

1.1 Nucleo Stellare

Una stella è una sfera di gas autogravitante in condizioni di equilibrio idrostatico nel quale la forza di gravità è bilanciata dalla forza di pressione.

In generale la struttura stellare si può distinguere in due regioni principali: nucleo e involucro. Nel nucleo avviene la nucleosintesi stellare, ovvero l'insieme delle reazioni termonucleari grazie alle quali, o per fusione o per fissione di nuclei atomici, vengono prodotti nuovi atomi e liberata una grande quantità di energia.

Ogni nucleo atomico è costituito da particelle dette nucleoni il cui numero totale A è dato dalla somma del numero di protoni Z e neutroni N ($A=Z+N$).

La forza che tiene unite tali particelle all'interno del nucleo è detta forza nucleare forte. Essa agisce su distanze estremamente piccole ed infatti il suo raggio d'azione r_0 è circa 10^{-13} cm .

Se si vuole creare un nuovo nucleo stabile, e quindi favorire l'innesco delle reazioni termonucleari di fusione, i nuclei atomici devono essere vicini a tal punto da superare la barriera di potenziale elettrostatico prodotta dai protoni del nucleo ed entrare nel raggio d'azione della forza nucleare forte.

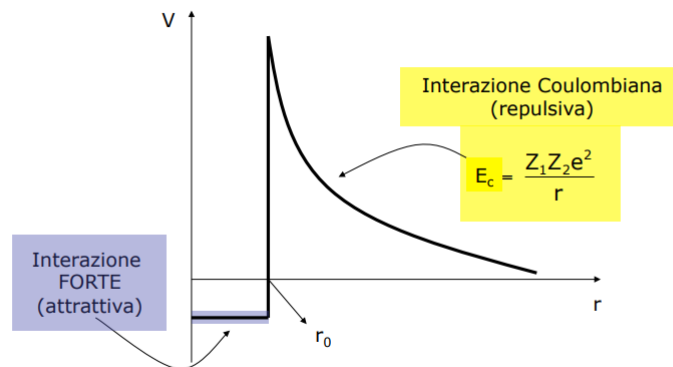


Figura 1.1: Barriera di potenziale

Per tale motivo le reazioni termonucleari avvengono in ambienti in cui sia le temperature che le densità sono molto elevate.

Il nuovo nucleo che si viene a creare per fusione ha una massa totale minore della somma delle singole masse dei nucleoni che lo costituiscono, questo perché una certa frazione della massa iniziale si trasforma in $E(Z,N)$, ovvero in energia di legame dei nucleoni. Essa rappresenta l'energia che viene prodotta quando si forma un nucleo stabile e di conseguenza anche l'energia che bisogna fornire ad un nucleo per spaccarlo nelle singole particelle che lo vanno a costituire.

L'energia di legame quindi si definisce come:

$$E(Z, N) = [Zm_p + Nm_n - m(Z, n)]c^2 \quad (1.1)$$

In particolare, studiando l'energia di legame per nucleone nella figura 1.1, si osserva che con l'aumento del numero dei nucleoni cresce anche l'energia di legame fino ad arrivare ad un massimo in corrispondenza dei nuclei del gruppo del ferro (tra 40 e 80).

Tanto maggiore è l'energia di legame tanto è più stabile il nucleo atomico.

Di conseguenza, gli atomi appartenenti al gruppo del ferro sono quelli che possiedono i nuclei più legati e che, durante il processo di formazione, subiscono la maggiore perdita di massa, generando così la massima quantità di energia. Invece i nuclei più pesanti del ferro sono via via sempre meno legati e per poterli fondere abbiamo bisogno di troppa energia. Pertanto il processo più conveniente da un punto di vista del guadagno energetico non è più la fusione ma la fissione nucleare, che libera energia spaccando nuclei pesanti per formare nuclei più leggeri. In sintesi, per gli elementi fino al ferro il processo spontaneo risulta essere la fusione e per quelli dopo il ferro la fissione nucleare.

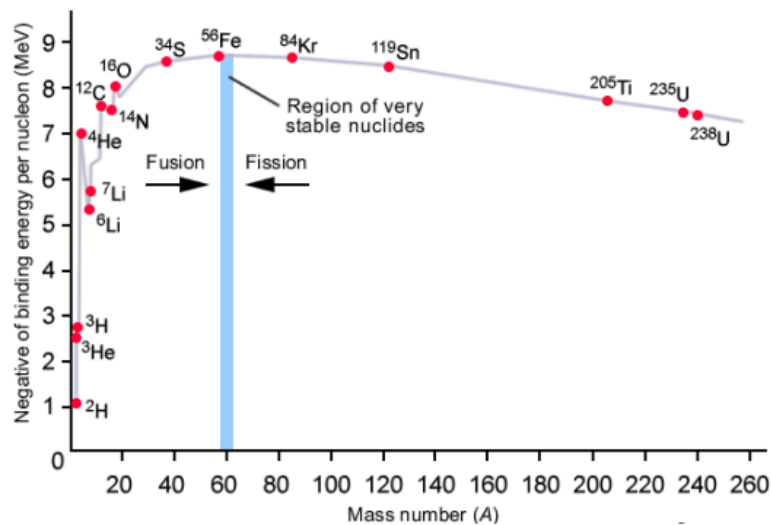


Figura 1.2: Energia di legame per nucleone

1.2 Principali processi nucleari

Le reazioni termonucleari che avvengono nel nucleo di una stella necessitano di altri processi nucleari:

- **Decadimento β^-** : è una reazione nucleare attraverso la quale un neutrone decade generando un protone, un elettrone e un anti-neutrino. E' una reazione esoenergetica (cioè spontanea), motivo per il quale è molto difficile trovare neutroni liberi in natura, i quali hanno un tempo di decadimento di circa 10-15 minuti.



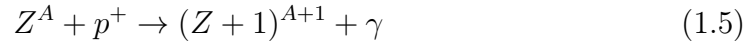
- **Decadimento β^+** : può rappresentare il processo opposto al decadimento β^- poiché un protone decade in un neutrone, un positone e un neutrino. E' una reazione endoenergetica, ovvero non spontanea, perché non può avvenire per un singolo protone isolato ma solo se viene fornita energia dall'esterno, altrimenti violerebbe la conservazione dell'energia.



- **Decadimento β^- inverso (cattura elettronica):** è caratterizzato dalla cattura di un elettrone da parte del nucleo, e quindi consiste nella trasformazione di un protone e di un elettrone in un neutrone e un neutrino. Ha un ruolo chiave nel processo URCA durante le fasi di pre-esplosione delle SNII poiché è un fenomeno che si auto-alimenta. Infatti più n e ν vengono prodotti più la stella si contrae, causando una maggiore interazione tra p ed e^- , che a sua volta produce nuovi n e ν .



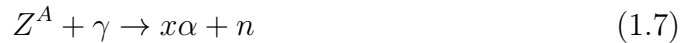
- **Cattura protonica o processo (p, γ) :** in questa reazione un protone interagisce con un nucleo di numero atomico Z e numero di massa A , generando energia e un nuovo elemento chimico di numero atomico $Z+1$ e numero di massa $A+1$.



- **Cattura α o processo (α, γ) :** in questa reazione un nucleo Z^A interagisce con una particella α , ovvero un nucleo di He^4 , per formare un nucleo più pesante. Questo processo aiuta la creazione di elementi più pesanti del C^{12} .



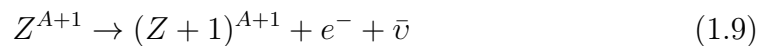
- **Fotodisintegrazione o processo (γ, α) :** in questo caso un fotone γ spacca un nucleo Z^A in x particelle α e un dato numero di neutroni n .



- **Cattura neutronica o processo (n, γ) :** un nucleo interagisce con un neutrone per ottenere un nuovo nucleo con numero di massa $A+1$.



Questo processo è generalmente seguito da un decadimento β^- , e infatti questo spiega come si possano formare elementi più pesanti del ferro.



Affinché la cattura neutronica avvenga è necessario avere dei neutroni liberi ma, a causa del decadimento β^- , è difficile trovarli in natura.

- **Fotodisintegrazione o processo (γ, α) :** In tale reazione dei fotoni molto energetici possono spaccare dei nuclei atomici per portare alla formazione di neutroni.

Capitolo 2

2 Le reazioni termonucleari

2.1 Fusione dell'idrogeno

Nel nucleo di una stella la prima reazione termonucleare che si innesca, e che la fa entrare nella sequenza principale del diagramma HR ¹, è quella di fusione dell'idrogeno. Tale processo si verifica quando, in seguito alla contrazione della stella, la temperatura e la densità del nucleo raggiungono valori molto elevati.

Difatti, dato che le stelle sono strutture di quasi-equilibrio idrostatico in cui la forza di gravità non bilancia perfettamente la forza di pressione, la struttura si contrae in un tempo caratteristico detto tempo scala dinamico. Questa contrazione rappresenta la principale fonte di energia della stella prima che si inneschino le reazioni termonucleari. Man mano che la stella si contrae la densità, la temperatura e la pressione aumentano. Quando la pressione aumenta talmente tanto da causare il rallentamento del processo di contrazione si passa dai tempi scala dinamici a quelli termodinamici. La struttura quindi diventa quasi-statica e si comincia a parlare di struttura stellare controllata dal teorema dei viriale, per il quale l'energia potenziale gravitazionale Ω bilancia l'energia cinetica T delle particelle del gas:

$$2T + \Omega = 0 \quad (2.1)$$

Tale teorema ci assicura che una metà dell'energia prodotta dalla contrazione va a compensare le perdite di energia dovute all'irraggiamento, mentre l'altra va a scaldare la struttura.

$$dT = -\frac{d\Omega}{2} \quad (2.2)$$

Questo riscaldamento causa un aumento della temperatura nel nucleo; quando si raggiungono temperature abbastanza elevate, nel caso dell'idrogeno $10^7 K$, si innescano le reazioni termonucleari che vanno a costituire una fonte autonoma di energia per la stella. Dal momento in cui si innescano tali reazioni si passa dai tempi scala termodinamici ai tempi scala termonucleari. Tali reazioni diminuiscono sia il numero di particelle libere nel nucleo sia la pressione, e dunque la struttura nucleare continua a contrarsi lentamente ma con tempi molto più lunghi di quelli termodinamici. Al termine della combustione, la contrazione riprende fino a portare il nucleo alla temperatura di innesco della reazione termonucleare successiva. Quindi si può dire che la storia di una stella è la storia di una continua contrazione che di volta in volta viene arrestata dall'innesco delle reazioni termonucleari.

Come già detto in precedenza, la prima reazione termonucleare che si innesca è quella di combustione dell'idrogeno in elio. Questo processo può avvenire tramite due reazioni principali: la catena Protone-Protone e il ciclo CNO. Quest'ultimo è preponderante nelle stelle più massicce del Sole (oltre $1.3 M_{\odot}$) e per poter avvenire prevede la presenza di elementi pesanti come C, O, N.

Il primo processo che si va ad analizzare è la catena PP, la quale può avvenire attraverso tre canali differenti che prendono il nome di PPI, PPII e PPIII.

¹Il diagramma di Hertzsprung-Russel mette in relazione le magnitudini assolute delle stelle con la loro classe spettrale per studiare l'evoluzione stellare.

2.1.1 PPI

Nella PPI, ovvero la prima catena di bruciamento, due nuclei di idrogeno, tramite cattura protonica seguita da decadimento β^+ , formano un nucleo di deuterio H^2 . Quest'ultimo poi interagisce con un nucleo di H per formare un He^3 , che a sua volta con un altro He^3 crea un He^4 e due protoni.

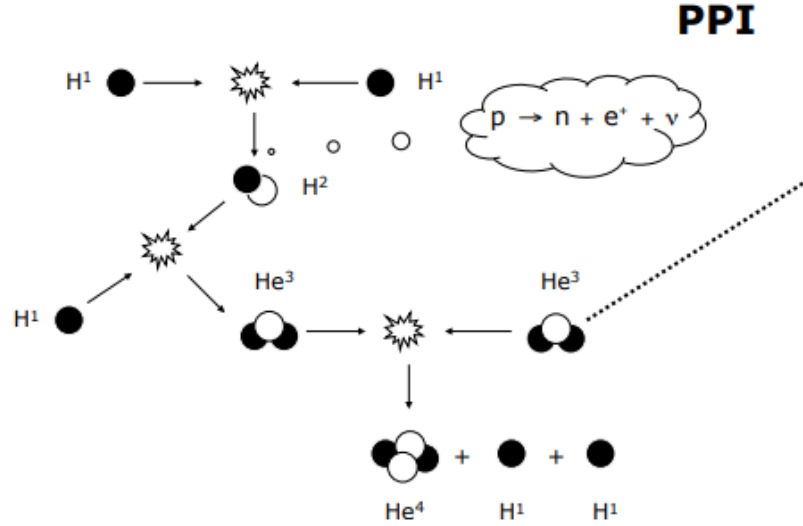


Figura 2.1: Prima catena PP

Dalla figura 2.1 si evince che complessivamente vengono utilizzati 6 nuclei di H per formare l' He^4 e due nuclei di H:



Che equivale a dire:



Quindi questa catena di reazioni termonucleari prevede il bruciamento di 4 nuclei di H in un nucleo di He. Per vedere l'energia totale che viene prodotta da tale processo è necessario andare ad analizzare ogni singola reazione coinvolta:

Reazione	Energia	tempo
$H^1 + H^1 \rightarrow H^2 + e^+ + \nu$	+1.44 MeV - 0.26 MeV	$1.4 \cdot 10^9 yr$
$H^2 + H^1 \rightarrow He^3 + \gamma$	+5.49 MeV	6s
$He^3 + He^3 \rightarrow He^4 + H^1 + H^1$	+12.85 MeV	$10^6 yr$

Tabella 1: Reazioni PPI

Come si può vedere dalla tabella 1, per ogni reazione è mostrata l'energia che viene liberata e il tempo necessario affinché essa avvenga. Nella seconda colonna si indicano con il + le energie che vengono liberate dalle reazioni e con il - le perdite di energie causate dall'emissione di neutrini. I neutrini, infatti, sono particelle libere che hanno bassissima interazione con la materia, dunque possono attraversare l'intera struttura stellare senza interagire, e di fatto trasportare energia fuori dalla stella. Tale energia una volta emessa causa un netto raffreddamento del nucleo.

Dunque il bilancio energetico della PPI viene calcolato così come segue:

$$2(1.44 - 0.26 + 5.49) + 12.85 = 26.2 \text{ MeV} \quad (2.5)$$

Invece per quanto riguarda i tempi di attivazione delle reazioni si può notare come la prima sia la più lenta dell'intero ciclo PPI. Questo perché essa può avvenire solo se i protoni superano la barriera di repulsione elettrostatica e se avviene un decadimento β^+ che, come già detto in precedenza, "trasforma" un protone in un neutrone necessitando di un input energetico. E' proprio tale reazione che va a definire il tempo scala di miliardi di anni dell'intera catena.

Si nota inoltre che se non esistesse il decadimento β^- , a causa del quale i neutroni decadono dopo pochi minuti, si potrebbe avere una reazione molto più semplice per la formazione del deuterio che coinvolgerebbe un protone e un neutrone senza alcun tipo di processo di decadimento, e di conseguenza il ciclo di fusione dei nuclei sarebbe più veloce di un fattore di 10^9 .

2.1.2 PPII

Nella catena PPII l' He^3 interagisce con l' He^4 , che si è formato dalla PPI, per creare il berillio Be^7 . Quest'ultimo tende a catturare elettroni così da dar vita, in seguito al decadimento β^- inverso, al litio Li^7 . A sua volta il litio assieme all'H forma il Be^8 , il quale essendo instabile si spacca in due atomi di elio.

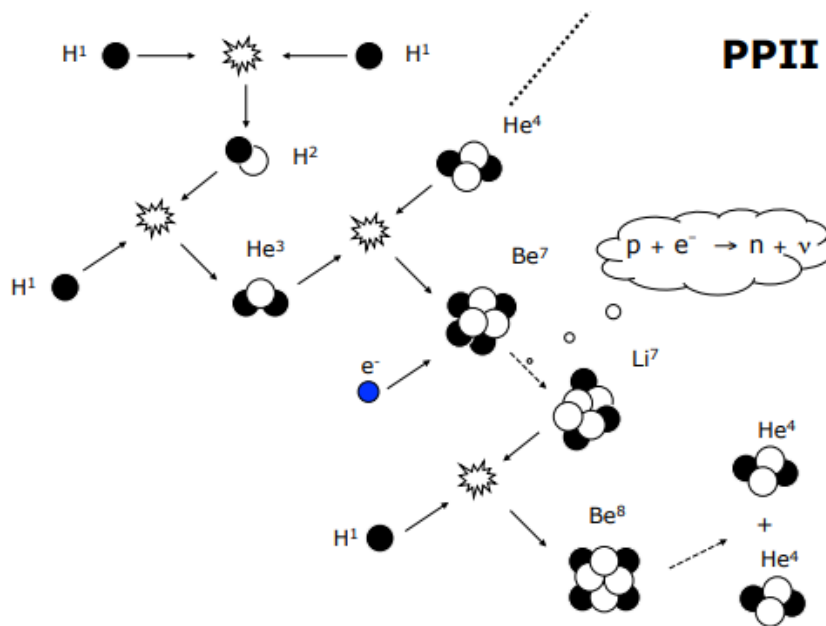
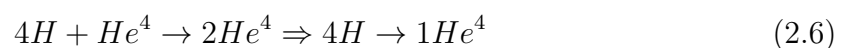


Figura 2.2: Seconda catena PP

Come si vede dalla Figura 2.2 il bilancio totale si scrive come:



Tutte le singole reazioni coinvolte in tale catena sono:

Reazione	Energia	tempo
$H^1 + H^1 \rightarrow H^2 + e^+ + \nu$	+1.44 MeV - 0.26 MeV	$1.4 \cdot 10^9 yr$
$H^2 + H^1 \rightarrow He^3 + \gamma$	+5.49 MeV	6s
$He^3 + He^4 \rightarrow Be^7 + \gamma$	+1.59 MeV	$10^6 yr$
$Be^7 + e^- \rightarrow Li^7 + \nu$	+0.86 - 0.80 MeV	0.4yr
$Li^7 + H^1 \rightarrow 2He^4 + \gamma$	+17.35 MeV	6min

Tabella 2: Reazioni PPII

L'energia totale quindi è di 25.67 MeV e la durata dell'intero ciclo è scandita sempre dalla prima reazione, ovvero quella che impiega più tempo ad avvenire.

2.1.3 PPIII

La catena PPIII si differenzia dalla PPII perché nella quarta reazione della tabella 2 il Be^7 invece di interagire con un e^- lo fa con un H^1 .

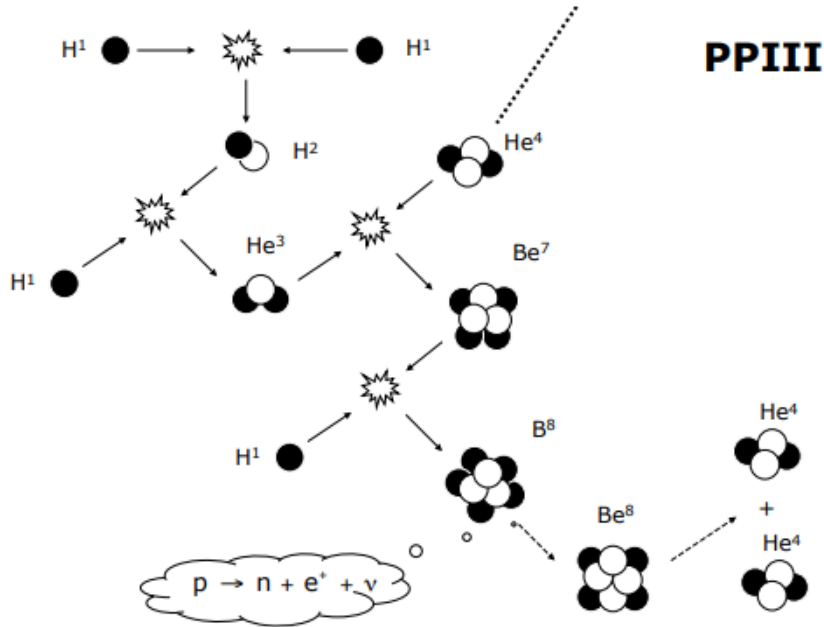
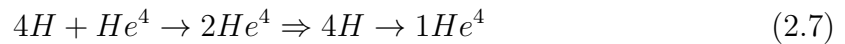


Figura 2.3: Terza catena PP

Dopo che il Be^7 e l' H^1 hanno formato il boro B^8 , quest'ultimo (essendo instabile) si trasforma tramite decadimento β^+ in Be^8 , il quale decade a sua volta in due nuclei di He^4 . Come si vede dalla Figura 2.3 il bilancio totale si scrive come:



Tutte le singole reazioni coinvolte in tale catena sono:

Reazione	Energia	tempo
$H^1 + H^1 \rightarrow H^2 + e^+ + \nu$	+1.44 MeV - 0.26 MeV	$1.4 \cdot 10^9 yr$
$H^2 + H^1 \rightarrow He^3 + \gamma$	+5.49 MeV	6s
$He^3 + He^4 \rightarrow Be^7 + \gamma$	+1.59 MeV	$10^6 yr$
$Be^7 + H^1 \rightarrow B^8 + \gamma$	+0.135 MeV	66yr
$B^8 \rightarrow Be^8 + e^- + \nu$	+18.07 - 7.20 MeV	1sec
$Be^8 \rightarrow 2He^4 + \gamma$		

Tabella 3: Reazioni PPIII

L'energia totale del ciclo è di 19.3 MeV, difatti c'è una perdita di energia a causa dei neutrini di 7.5 MeV, ovvero circa il 28%.

Quindi, in conclusione, quando si innesca il bruciamento dell'idrogeno, inizialmente domina la catena PPI. Man mano che aumenta l'abbondanza di elio, aumenta anche la probabilità che si possa verificare una reazione tra l' He^3 e l' He^4 così da aprire i canali della PPII e della PPIII.

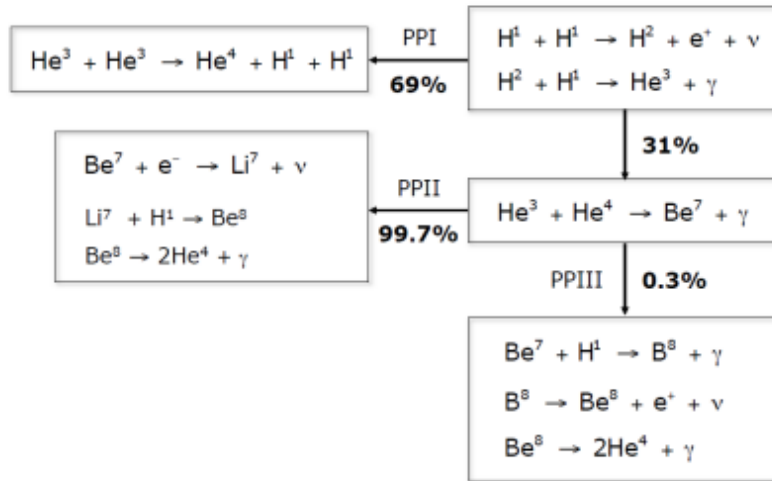


Figura 2.4: Riassunto catene

Le tre reazioni più o meno coesistono, diventando rilevanti l'una rispetto all'altra in base alla temperatura del nucleo, come si può vedere dalla figura 2.5.

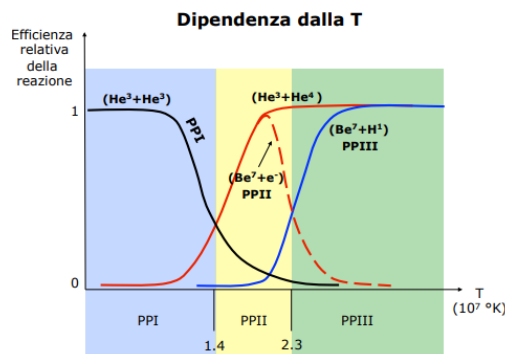


Figura 2.5: Efficienza delle catene in funzione della temperatura

2.2 Ciclo CNO

Il ciclo CNO è un canale alternativo alla catena PP per il bruciamento dell'H in He che, per poter avvenire, necessita della presenza di elementi pesanti come carbonio, azoto e ossigeno. Tali elementi fungono da catalizzatori poiché vengono consumati e prodotti all'interno del ciclo, così da favorire la combustione dell'H. Affinché questo ciclo si inneschi C, N e O devono essere già presenti nel plasma stellare, quindi si tratta di un processo tipico di stelle giovani di popolazione I con alta metallicità.

2.2.1 Ciclo principale

Il ciclo, come si può vedere dalla figura 2.6, sfrutta le catture protoniche e una serie di decadimenti β^- , dovuti all'instabilità degli isotopi, al fine di consentire il bruciamento dell'H.

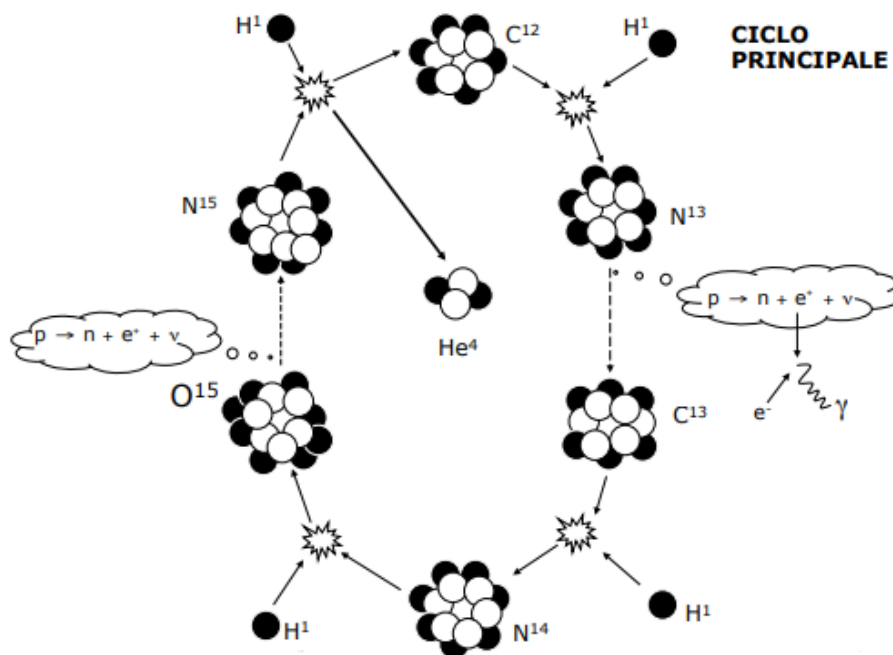


Figura 2.6: Ciclo principale

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

Tabella 4: Reazioni ciclo principale

Questa catena di reazioni inizia ad attivarsi attorno a $1.5 \cdot 10^7 K$, quindi a temperature più elevate della catena PP poiché più protoni ci sono, più è elevata la barriera di potenziale. L'energia totale prodotta dall'intero processo, tenendo conto delle perdite per neutrini, è di circa 25 MeV.

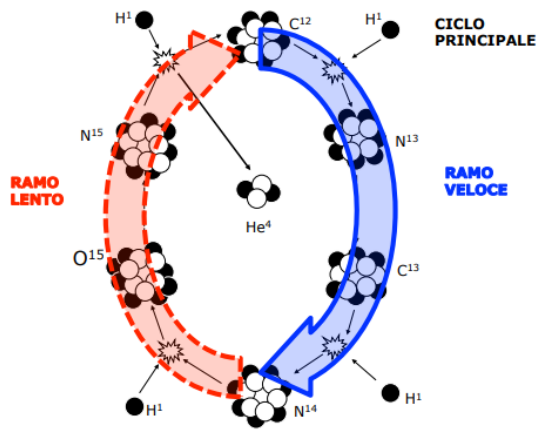


Figura 2.7: Rami ciclo CNO

Come si può vedere dalla tabella 4 la reazione più lenta del ciclo è $N^{14} + H^1 \rightarrow O^{15} + \gamma$, che impiega circa $3.2 \cdot 10^8$ anni per poter avvenire.

I tempi particolarmente diversi con i quali avvengono le reazioni permettono di dividere il ciclo CNO in due rami: CN il ramo veloce e NO il ramo lento.

Tale differenza di velocità causa una variazione delle abbondanze relative di carbonio, azoto e ossigeno all'interno del plasma stellare; infatti, dato che l'interazione tra N^{14} e H^1 è quella che richiede più tempo, si verifica un accumulo di N a cui corrisponde una diminuzione di C e O.

2.2.2 Cicli secondari

Man mano che nel nucleo le temperature aumentano si possono attivare dei cicli secondari a partire da quello principale. Infatti, per esempio, l'interazione tra N^{15} e H^1 nel ciclo primario può anche formare l' O^{16} , e quindi dar vita ad un ciclo come quello illustrato nella figura 2.8.

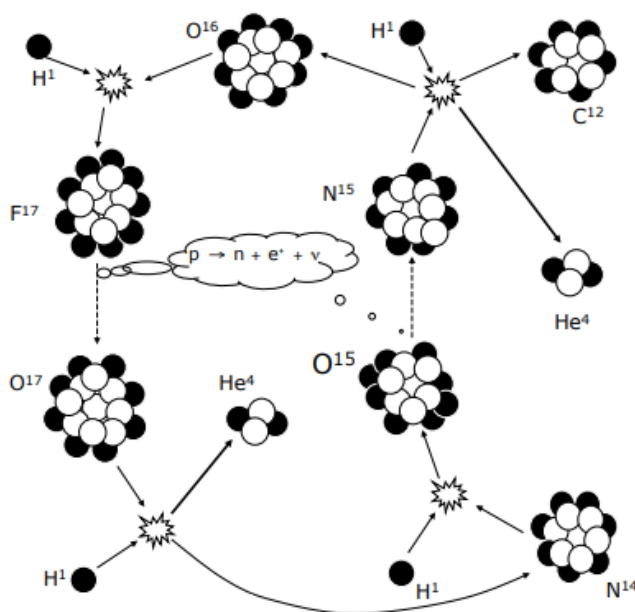
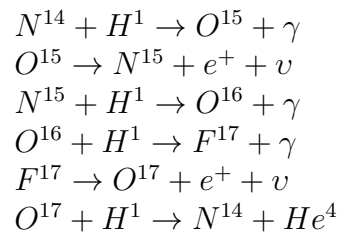


Figura 2.8: Ciclo secondario



Questo ciclo si innesca a partire da 20 milioni di gradi e, a differenza di quello principale, si vede come nelle reazioni viene coinvolto anche il fluoro. Invece in termini di produzione di energia non c'è una grande differenza, infatti è all'incirca 24.9 MeV.

Ad ogni modo, questo è solo uno dei cicli secondari che possono essere attivati a partire da quello principale, difatti a temperature via via

crescenti possono attivarsi altri cicli. Per esempio ad una temperatura pari a $4 \cdot 10^7 K$ si attiva un ciclo che coinvolge il sodio e a una T pari a $7 \cdot 10^7 K$ uno che coinvolge l'alluminio.

2.3 Processo 3α

Una volta che l'idrogeno è stato bruciato quasi tutto nelle regioni centrali della stella ($X^1 < 0,05$), il nucleo è costituito per circa il 98 % da elio. Quindi, come già preannunciato nel paragrafo 2.1, dopo il termine della combustione dell'H, il nucleo ricomincia a contrarsi fino a quando la temperatura raggiunge gli $1.5 \cdot 10^8 K$, ovvero la temperatura di innesco delle reazioni di fusione dell'He. Tale processo prende il nome di 3α poiché coinvolge tre nuclei di He.

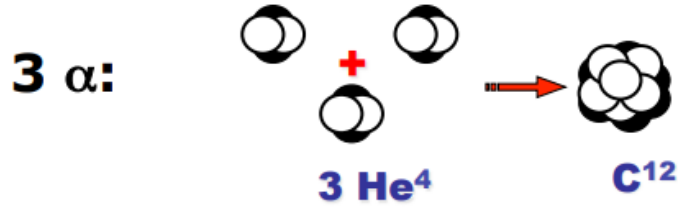


Figura 2.9: Processo 3α

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

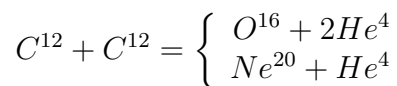
Tabella 5: Reazioni 3α

La prima reazione coinvolge due particelle α per la formazione del Be^8 , il quale, essendo fortemente instabile, tende a ritrasformarsi abbastanza velocemente nei due nuclei di elio; difatti, dalla produzione del Berillio alla sua scissione, trascorrono circa $7 \cdot 10^{-7} s$. Di conseguenza, affinché il Be^8 riesca ad interagire con un altro He^4 per formare il C^{12} è necessario che l'ambiente in cui avviene la reazione sia ricco di He, così da poter aumentare la probabilità di interazione. La prima reazione, a differenza della seconda, è endotermica, e l'energia totale rilasciata dal processo è di 7.3 MeV.

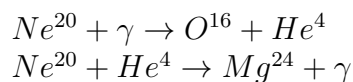
2.4 Reazioni termonucleari successive alla 3α

Il nucleo di una stella, dopo aver fuso tutto l'He in C mediante il processo 3α , ricomincia a contrarsi nuovamente e ad innalzare la temperatura fino a consentire l'innesco di reazioni termonucleari successive:

- $T = 5 - 6 \cdot 10^8 K$ si attiva il bruciamento del carbonio:

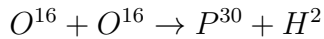
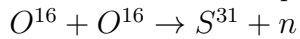
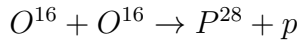
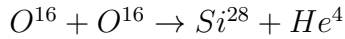


- $T = 1.2 - 1.9 \cdot 10^9 K$ si attiva il bruciamento del neon:

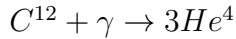
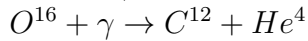
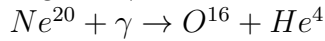
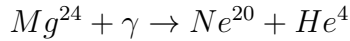
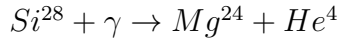


¹X rappresenta l'abbondanza in massa dell'H

- $T = 1.5 - 2.6 \cdot 10^9 K$ si attiva il bruciamento dell'ossigeno:



- $T = 2.4 \cdot 10^9 K$ si attiva il bruciamento del silicio:



A temperature maggiori di $6 \cdot 10^8 K$, oltre al bruciamento del C, iniziano una serie di processi detti catture α . Questi ultimi consistono nella cattura di particelle α da parte dei nuclei per favorire la formazione di elementi più pesanti a partire dall'ossigeno fino ad arrivare al gruppo del ferro.

Reazione	Energia
$C^{12} + He^4 \leftrightarrow O^{16} + \gamma$	$7.6 MeV$
$O^{16} + He^4 \rightarrow Ne^{20} + \gamma$	$4.7 MeV$
$Ne^{20} + He^4 \rightarrow Mg^{24} + \gamma$	$9.3 MeV$
$Mg^{24} + He^4 \rightarrow Si^{28} + \gamma$	$9.9 MeV$
$Si^{28} + He^4 \rightarrow S^{32} + \gamma$	$6.9 MeV$
$S^{32} + He^4 \rightarrow Ar^{36} + \gamma$	$6.6 MeV$
...	
$Cr^{52} + He^4 \rightarrow Ni^{56} + \gamma$	

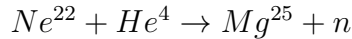
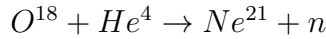
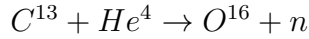
Tabella 6: Catture α

Invece, come si può vedere dal bruciamento del silicio, oltre i 2 miliardi di Kelvin la radiazione emessa è talmente energetica che iniziano anche i processi di fotodisintegrazione. Tali processi spaccano i nuclei pesanti liberando particelle α , che a loro volta possono essere impiegate nelle catture 3α elencate nella Tabella 6.

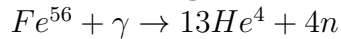
In questi range di temperature diventano sempre più significative le perdite di energia per emissione di neutrini, che vengono generati non più solo dalle singole reazioni termonucleari ma direttamente dal plasma stellare. Come già detto in precedenza i neutrini, una volta emessi, non interagiscono con la materia, e così trasportano energia fuori dalla stella rendendo difficile ad essa l'arresto della contrazione. Man mano che le temperature aumentano e la contrazione continua, gli elementi pesanti bruciano sempre più velocemente abbassando notevolmente i tempi scala in cui avvengono le reazioni: la combustione dell'idrogeno può durare decine di miliardi di anni, mentre i tempi scala delle fusioni per catture α sono solo di alcuni anni, a volte anche giorni.

Come è già stato detto nel paragrafo 1.1 la nucleosintesi degli elementi, prodotta da reazioni termonucleari di fusione nei nuclei stellari, si conclude con lo sviluppo del nucleo di ferro, dunque gli elementi più pesanti del ferro stesso non si formano tramite fusione nucleare, ma attraverso catture neutroniche. Tali catture per poter avvenire necessitano di fruttuose sorgenti neutroniche, ovvero di processi efficienti che portano alla formazione di neutroni:

- **Catture α**



- **Fotodisintegrazione del Ferro**(a $T \approx 10^9 K$)

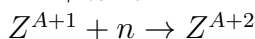
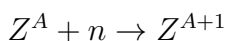


Quindi i neutroni che si formano tramite le catture α o la fotodisintegrazione del ferro vengono assorbiti da elementi pesanti per formare degli elementi ancor più pesanti, fino ad arrivare al bismuto Bi^{209} .

Questi processi di cattura neutronica possono avvenire in due diversi modi che si differenziano tra loro a seconda che i tempi caratteristici tra due successive catture neutroniche da parte dello stesso nucleo (t_n) siano grandi o piccoli rispetto ai tempi caratteristici di decadimento degli elementi instabili che si sono creati nel processo di cattura neutronica (t_β):

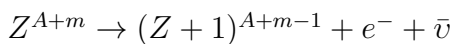
- **Processi s:** processi di cattura neutronica lenti (slow) nei quali un nucleo instabile decade per β^- prima di catturare altri neutroni ($t_\beta < t_n$); sono alimentati da catture α e possono avvenire in stelle che si trovano nella fase AGB ² del diagramma HR;
- **Processi r:** processi di cattura neutronica rapidi in cui un nucleo instabile riesce a catturare molti neutroni prima di decadere per β^- ($t_\beta > t_n$); sono alimentati dal processo più efficace per la produzione di neutroni, ovvero la fotodisintegrazione del ferro, e avvengono solamente durante le esplosioni di Supernovae di tipo II;

Quindi il processo di cattura neutronica in realtà può essere più complesso di quello che è stato illustrato nella reazione 1.9, poiché possono avvenire più catture neutroniche prima che si verifichi il decadimento β^- :



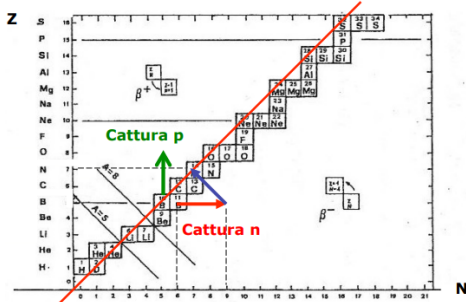
...

Fino a quando l'elemento non esce dalla Valle di stabilità ³ e decade spontaneamente:



²Asymptotic Giant Branch, popolato da giganti rosse con nucleo di C e O

³Nel piano (Z,N) i nuclei stabili definiscono una "sequenza di stabilità" o Valle di stabilità



Capitolo 3

3 Evoluzione stellare

Tutte le stelle iniziano la propria vita bruciando idrogeno nel nucleo e trasformandolo in elio, ma la loro evoluzione successiva dipende dalla loro massa iniziale, quella che possiedono al momento della nascita. Quindi la massa è il parametro che determina fortemente l'evoluzione stellare, poiché è essa a stabilire il tempo di evoluzione e la morte della stella :

- $M < 0.08 M_{\odot}$: il nucleo non raggiunge la temperatura di innesco del bruciamento dell'H quindi non diventa una stella ma un oggetto chiamato nana bruna;
- $M < 0.5 M_{\odot}$: il nucleo non raggiunge la temperatura di innesco delle reazioni di fusione dell'He, quindi in seguito alla contrazione si raffredda spegnendosi in una nana bianca di He;
- $M < 8 M_{\odot}$: nel nucleo si innescano le reazioni dell'H e dell'He ma non quelle per il bruciamento del C, quindi in seguito al raffreddamento diventa una nana bianca di C-O;
- $8 M_{\odot} < M < 25 M_{\odot}$: si innescano tutte le reazioni termonucleari fino a che il nucleo è costituito dal Fe. A svariati miliardi di gradi la radiazione frantuma i nuclei di Fe e, attraverso il processo Urca con la cattura elettronica, vengono prodotti neutroni e neutrini che tolgono pressione all'equilibrio della struttura fino a quando avviene il collasso e si assiste ad una esplosione di supernova di tipo II. Quello che rimane è una stella di neutroni;
- $M > 25 M_{\odot}$: la contrazione non si arresta e si forma così un buco nero.

Nella descrizione generale della vita di una stella, la fase iniziale coinvolge il bruciamento dell'H nel nucleo stellare. Questo processo genera una grande quantità di energia che permette alla stella di entrare nella sequenza principale, la fase più lunga e stabile della sua evoluzione. Attorno al nucleo stellare in cui si verifica la fusione dell'idrogeno, è presente un involucro inerte composto principalmente dallo stesso elemento. Al termine della combustione, la stella esce dalla sequenza principale ed entra nella fase di gigante rossa, dove il nucleo inizia a contrarsi e l'involucro si espande. Quando la temperatura centrale ha raggiunto i 100 milioni di gradi, i nuclei di elio incominciano a fondersi per formare il carbonio, facendo sì che la stella si sposti nel ramo orizzontale.

Si prosegue in questo modo fino a quando si raggiunge un assetto finale più avanzato dal punto di vista chimico in cui si ha un nucleo di ferro degenere ⁴ e un enorme involucro,

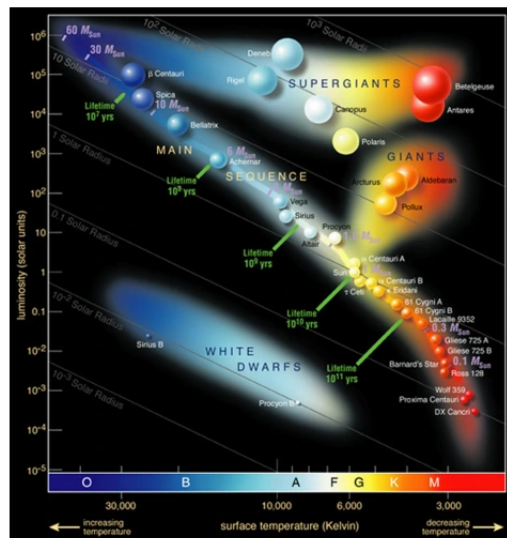


Figura 3.1: Il diagramma Hertzsprung-Russell

⁴Le particelle di un gas degenere seguono la distribuzione statistica di Fermi-Dirac e l'equazione di stato non dipende dalla temperatura

come mostrato in figura 3.2. Da questo momento, date le altissime temperature, inizia il processo di fotodisintegrazione che vede i nuclei di ferro spaccarsi in particelle α , e queste ultime a loro volta spaccarsi in protoni e neutroni. Successivamente, come già detto nello schema evolutivo basato sulle masse delle stelle, iniziano i processi di cattura elettronica da parte dei protoni che generano neutroni e neutrini.

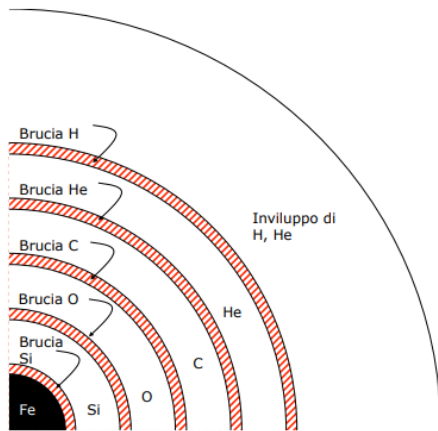


Figura 3.2: Shells stella

Sottraendo gli elettroni al nucleo, viene meno la pressione che manteneva in equilibrio la struttura, e quindi il nucleo inizia a collassare su se stesso. In queste condizioni il collasso viene alimentato dal processo Urca, nel quale più neutroni e neutrini vengono prodotti, più la stella si contrae, più diminuiscono le distanze tra gli atomi, permettendo a protoni ed elettroni di interagire tra loro e continuare a produrre neutroni e neutrini. Il collasso del nucleo genera un'onda d'urto che spazza via l'involuppo e fa sì che tutto ciò che rimane è il residuo del nucleo di ferro diventato ormai una stella di neutroni.

Il processo appena visto riguarda le supernovae di tipo II, Ib e Ic che avvengono per Core Collapse, con la differenza che le ultime due hanno perso l'involuppo di H prima dell'esplosione. Le supernovae di tipo Ia invece sono originate dall'esplosione di nane bianche di C-O degeneri che si sono formate a partire da stelle di massa $M < 8 M_{\odot}$ in cui non si sono innescate le reazioni di fusione del carbonio. Quando 2 nane bianche si fondono e superano la massa di Chandrasekhar ($1.4 M_{\odot}$), ovvero la massa più elevata che può essere supportata dalla pressione esercitata dagli elettroni degeneri, inizia il collasso; di conseguenza le temperature aumentano notevolmente e si innescano le reazioni termonucleari del carbonio degeneri che rilasciano una grande quantità di energia e causano una fortissima esplosione.

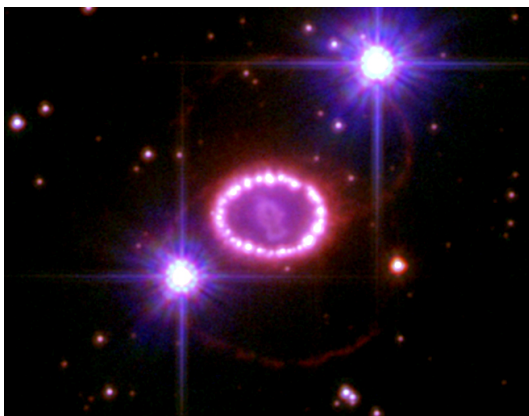


Figura 3.3: Il residuo in espansione di SN 1987A, una supernova di tipo II-P nella Grande Nube di Magellano. Credit: NASA, ESA, P. Challis, and R. Kirshner

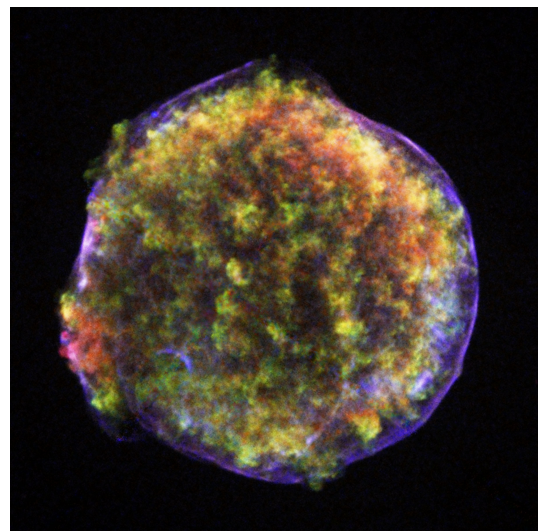


Figura 3.4: Immagine nei raggi X del resto della Supernova 1572, una supernova di tipo Ia. (credit: ASA/CXC/Rutgers/J. Warren, J. Hughes et al.)

Riferimenti bibliografici

- [1] L'evoluzione delle stelle. <http://www.brera.inaf.it/~covino/DVG/NEW/A3003EVO.HTM>.
- [2] Borexino: così brillano le stelle massive, 2020. <https://www.media.inaf.it/2020/11/25/borexino-neutrini/>.
- [3] F.R. Ferraro. Dispense del corso di astrofisica stellare, 2021.
- [4] Hannu Karttunen, Pekka Kröger, Heikki Oja, Markku Poutanen, and Karl Johan Donner. *Fundamental astronomy*. Springer, 2017.
- [5] Simone Venturi. Appunti di astrofisica stellare, 2022.