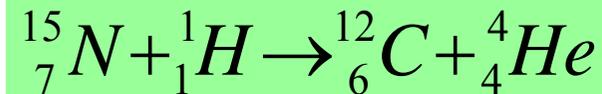
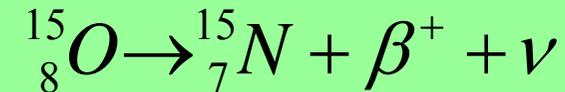
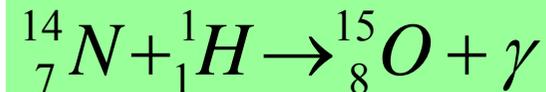
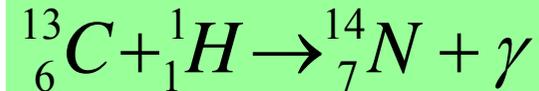
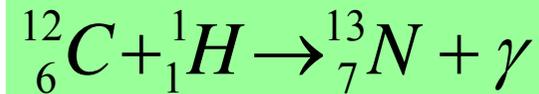


Ciclo CNO (H. Bethe)

Una volta che una prima generazione di stelle ha terminato il proprio ciclo evolutivo esplose e le nubi di gas interstellare possono contenere elementi con più alto numero atomico

La presenza di **C-12** sintetizzato da stelle ancestrali ha reso più facile alla successiva generazione di stelle la possibilità di produrre energia per fusione di idrogeno

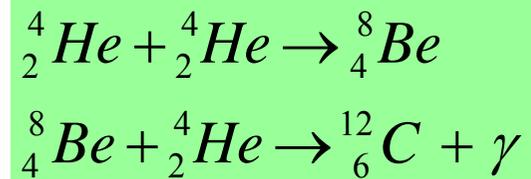
Ancora, 4 protoni sono fusi per formare un nucleo di **He-4** come nella catena protone-protone. Il nucleo di **C-12** agisce come un catalizzatore ed è rilasciato alla fine per essere riusato in un altro ciclo



Una volta che l'idrogeno nel nucleo delle stelle è stato convertito in **He**, la fusione dell'idrogeno finisce ed il nucleo si contrae sotto l'influenza della gravità

La temperatura risale verso i $100 \times 10^6 \text{K}$ ed **He** diventa il carburante per le successive reazioni nucleari

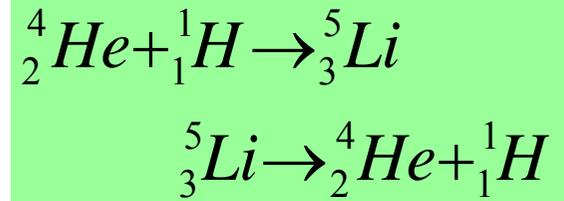
La reazione critica per la combustione di **He** è la fusione di tre particelle α per formare un nucleo di **C-12**:



Si tratta di un passaggio critico nella catena di nucleosintesi perché permette la stabilità degli isotopi di **Li**, **Be** e **B**

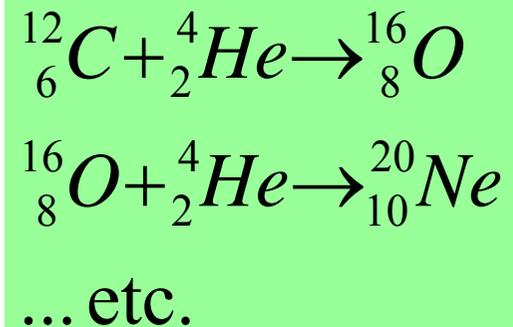
Il problema è nel fatto che **Be-8** è molto instabile e decade dopo 10^{-16} secondi; deve subito assorbire un terzo nucleo di **He** trasformandosi in **C-12** stabile

Una reazione alternativa, anche se poco probabile, prevede l'aggiunta di un protone ad un nucleo di **He-4**, portando alla formazione di **Li-5** con una vita media di soli 10^{-21} secondi, portando ad **He** ed **H**:



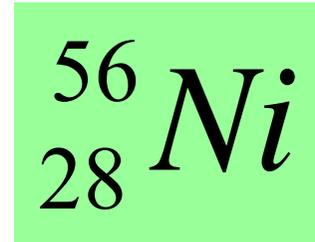
Il processo che coinvolge tre particelle α è la chiave per la sintesi di tutti gli elementi oltre **He**; senza tale processo l'universo sarebbe composto solo di **H** ed **He**

La combustione di **He** sostiene le giganti rosse solo per poche decine di milioni di anni. Quando la temperatura nel nucleo cresce le particelle α si fondono con i nuclei di **C-12** per produrre nuclei con numero atomico più elevato:

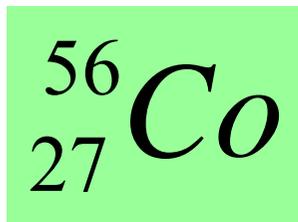


Tuttavia la repulsione elettrostatica tra nuclei carichi in modo positivo e particelle α limita la dimensione degli atomi che si possono formare in questo modo

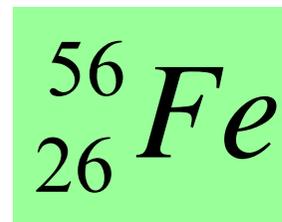
L'atomo più pesante prodotto attraverso l'aggiunta di particelle α è



decade a



e poi a



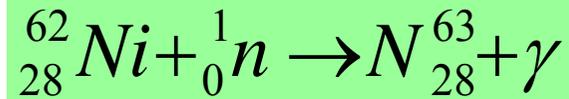
stabile

Sono queste reazioni che determinano le abbondanze degli elementi del gruppo del Fe

Durante gli stadi finali dell'evoluzione delle giganti rosse si possono verificare anche altri tipi di reazioni nucleari quali ad esempio delle reazioni di cattura neutronica

Tali reazioni producono un grande numero di elementi con numero atomico > 26 (Fe)

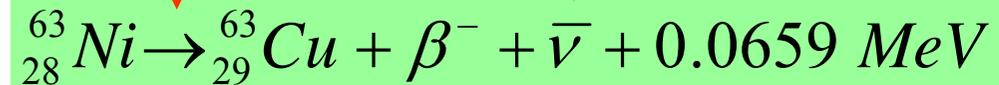
Le reazioni coinvolgono l'aggiunta di un neutrone al nucleo di un atomo per produrre un isotopo con lo stesso numero atomico ma numero di massa (protoni + neutroni) più elevato



Il nucleo di **Ni-62** assorbe un neutrone e si trasforma nello stato eccitato **Ni-63** che poi decade emettendo un raggio γ

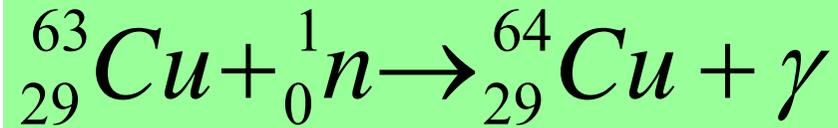
Ni-63 è radioattivo e decade a **Cu-63** stabile emettendo una particella β^-

antineutrino

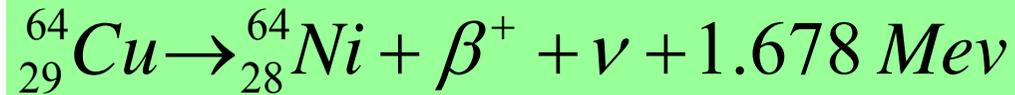
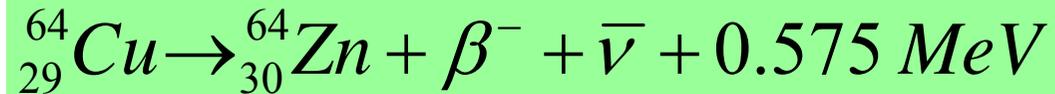




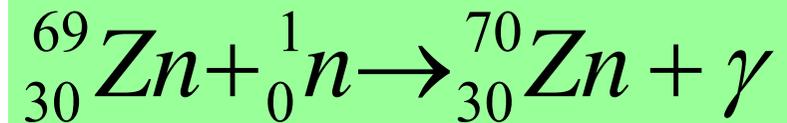
è un isotopo stabile del **Cu** e può assorbire un altro neutrone per formare **Cu-64**:



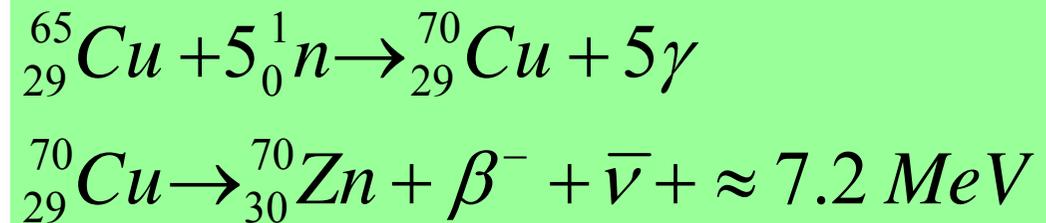
Cu-64 è radioattivo e decade per formare **Zn-64** e **Ni-64**, entrambi stabili:



Dalla figura precedente si vede che il processo-s salta **Zn-70**, uno degli isotopi stabili dello zinco. In modo da ottenere questo isotopo attraverso reazioni di cattura neutronica il processo deve essere velocizzato in modo che **Zn-69** instabile possa catturare un neutrone per formare **Zn-70** stabile prima che decada a **Ga-70** stabile:



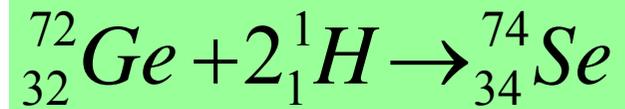
Una velocità ancora maggiore è necessaria per ottenere **Zn-70** da **Cu-65** per addizione di 5 neutroni in successione per formare **Cu-70** che poi decade per emissione β^- a **Zn-70** stabile:



Questi processi sono noti come **processi-r** (rapid) e richiedono un flusso di neutroni molto maggiore; prendono quindi luogo durante gli ultimi pochi minuti nella vita di una gigante rossa che poi esplose per dare una supernova

Nessun processo di cattura neutronica può tuttavia spiegare la formazione di alcuni atomi come ad esempio **Se-74**

Tale nuclide è sintetizzato attraverso l'aggiunta di due protoni a **Ge-72** stabile secondo un **processo di tipo-p** ($p = \text{protone}$):



Anche questo tipo di processo prende luogo alla fine della evoluzione stellare di una gigante

Il sistema di reazioni nucleari proposto da B₂FH (1957) spiega le abbondanze degli elementi chimici nel sistema solare e nelle stelle vicine

Sappiamo che la nucleosintesi sta attualmente svolgendosi nelle stelle della nostra galassia e nelle stelle di altre galassie nell'universo

Le analisi degli spettri ci dicono che gli elementi chimici presenti sulla Terra si trovano ovunque nell'universo

Li, Be, B

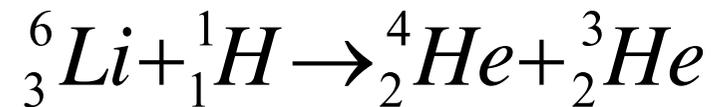
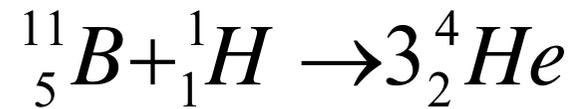
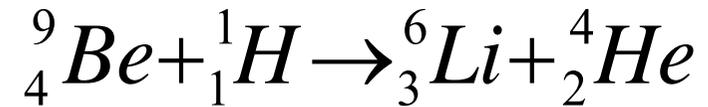
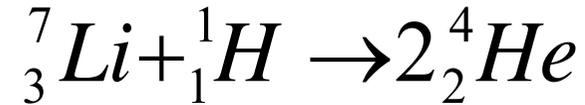
La **scarsa** abbondanza cosmica di **Li**, **Be** e **B** fu attribuibile da Goldschmidt o alla **scarsa probabilità** della loro formazione o alla loro **instabilità**

Atkinson e Houtermans (1929) prevedero teoricamente che questi elementi possono essere **disintegrati** per bombardamento con protoni termicamente accelerati

Cockcroft e Walton (1930-1932) bombardando il **Litio** con protoni energetici riuscirono a frantumare l'atomo con emissione di particelle α e conseguente formazione finale di **He**

Reazioni di spallazione

reazioni nucleari in cui un nucleo bersaglio interagisce con particelle ad alta energia dando luogo a più nuclidi detti **prodotti di spallazione**



Ne consegue che gli atomi di **Li, Be e B** si trasformano in He nell'interno delle stelle ed è pertanto giustificata la loro scarsa abbondanza cosmica

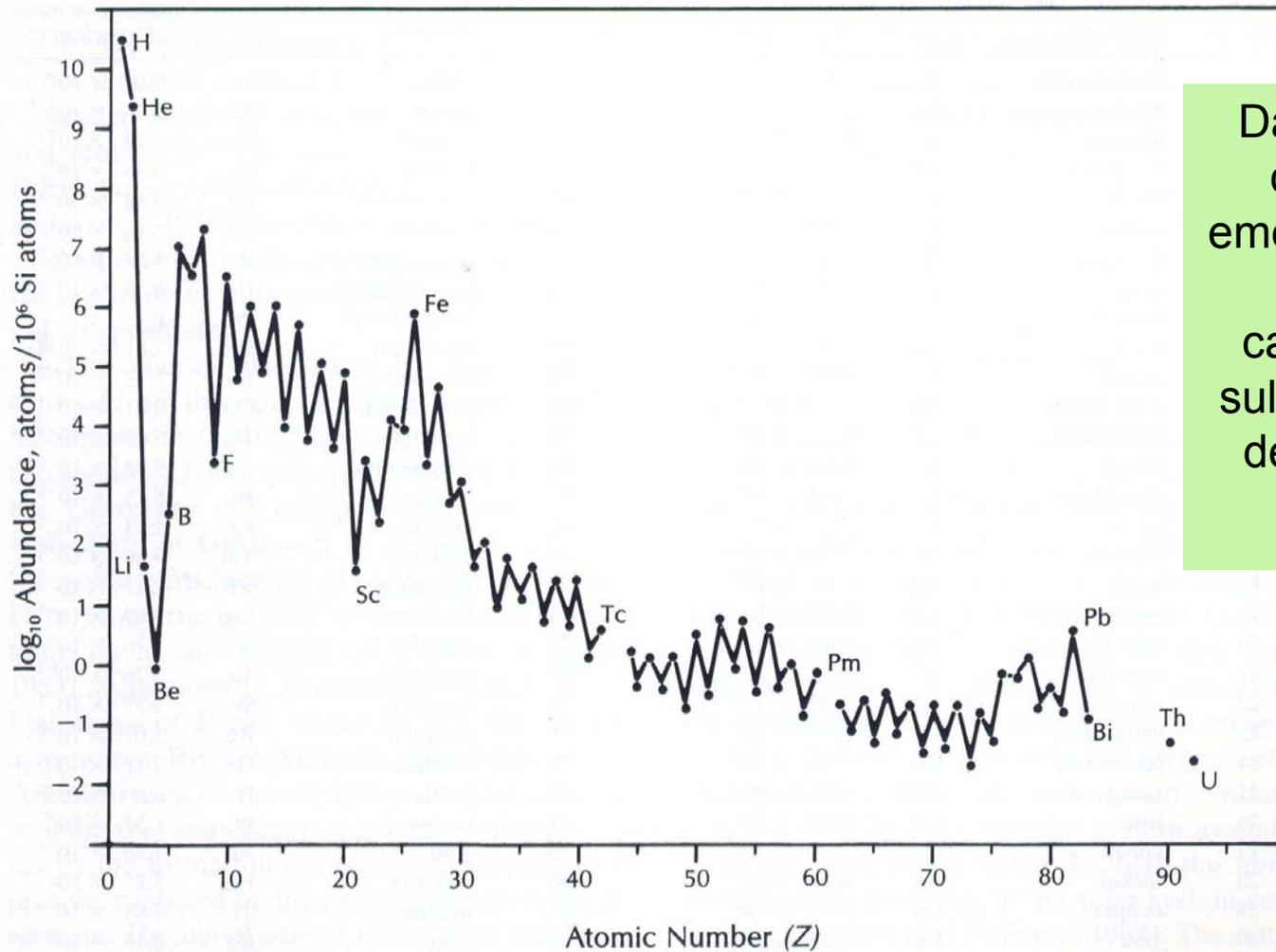
Reazioni di spallazione hanno luogo nelle stelle e nello spazio interstellare dove conducono alla formazione di nuclei leggeri come **D, Li, Be e B**

Oltre i possibili meccanismi di reazione attraverso i quali ottenere informazioni sull'abbondanza degli elementi su base teorica, una certa attenzione fu dedicata anche ad analizzare i dati relativi alle **concentrazioni** degli elementi nel **Sole** e nelle stelle vicine mediante gli **spettri di emissione** delle loro radiazioni

Ulteriori informazioni su elementi non volatili furono poi ottenute dalle analisi chimico-fisiche delle **meteoriti**, in particolare le condriti carbonacee, campioni indifferenziati di materia del sistema solare

Le abbondanze dei vari elementi chimici nel sistema solare sono state considerate in termini del numero di atomi relativi a 10^6 atomi di **Si**

Le abbondanze furono studiate riportandole in un diagramma in funzione del numero atomico (**Z** = numero di protoni nel nucleo)



Dall'analisi del diagramma emergono alcune importanti caratteristiche sull'abbondanza degli elementi

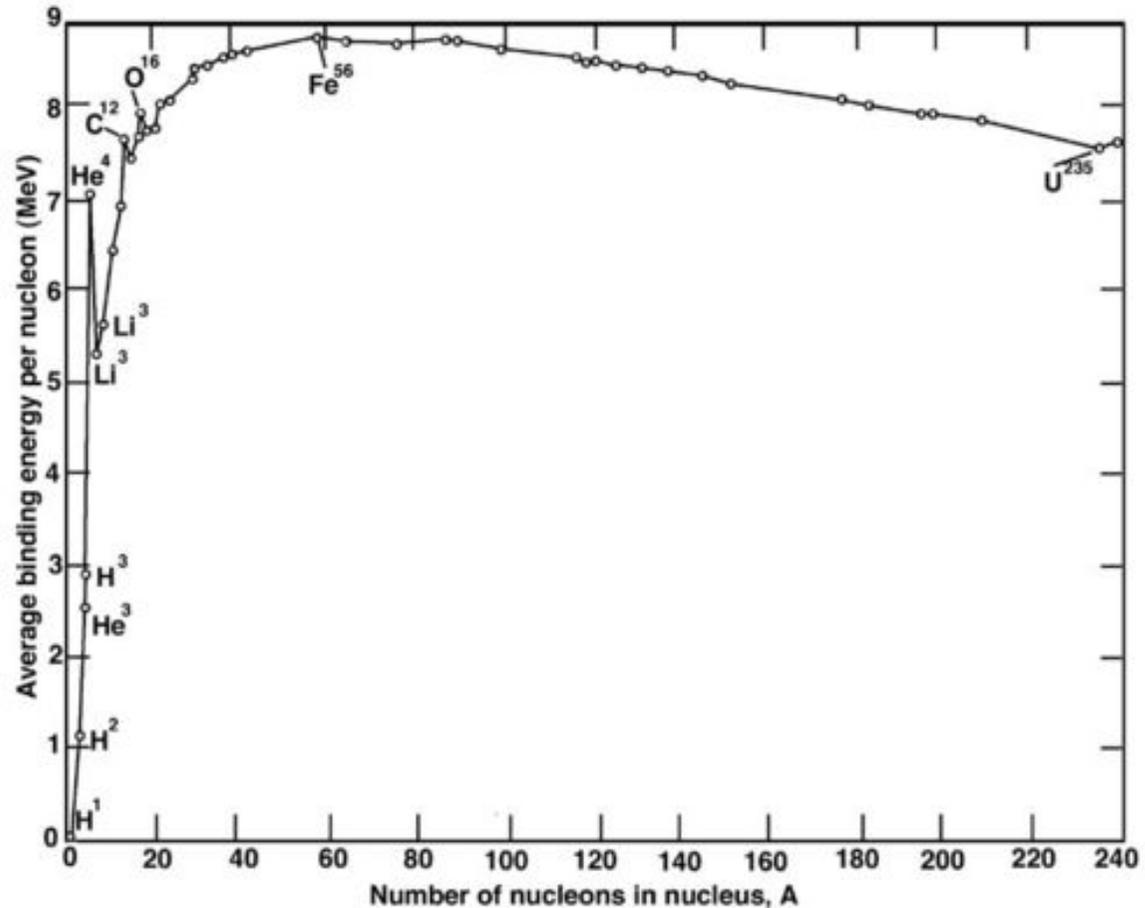
Abundances of the chemical elements in the solar system in terms of atoms per 10⁶ atoms of Si. The data were derived primarily by analysis of carbonaceous chondrite meteorites and by optical spectroscopy of light from the Sun and nearby stars (Anders and Ebihara, 1982).

1. **H** ed **He** sono gli elementi più abbondanti del sistema solare e $H/He \sim 12.5$
2. Le abbondanze dei primi 50 elementi decrescono in modo esponenziale
3. Le abbondanze di elementi con numero atomico > 50 sono molto basse e non variano in modo apprezzabile al crescere di Z
4. Gli elementi con numero atomico **pari** sono più abbondanti dei loro vicini, con numero atomico **dispari** (regola di Oddo-Harkins)
5. Le abbondanze di **Li**, **Be** e **B** sono anormalmente basse se comparate con altri elementi di basso numero atomico
6. L'abbondanza del **Fe** è più elevata di quella di altri elementi con numero atomico simile
7. Due elementi, **Tc** e **Pm** non si trovano nel sistema solare (i loro isotopi sono instabili e decadono in modo rapido)
8. Elementi con $Z > 83$ (**Bi**) non hanno isotopi stabili ma si trovano con bassi tenori in natura come figli dei decadimenti radioattivi dell'**U** e del **Th**

Il Fe è un elemento che ha valori di energia di legame tra i più elevati; è l'ultimo elemento che può essere prodotto esotermicamente per fusione nucleare

L'energia di legame è l'energia necessaria per dividere un intero nelle sue parti

Quanto maggiore è l'energia legante per nucleone, tanto più stabile è il nucleo



Le energie leganti **più grandi** sono associate agli isotopi che hanno **numeri di massa intermedi**

La **stabilità nucleare** **aumenta** con il numero di massa sino al numero di massa 56, il **Fe**, poi decresce lentamente

Al di sotto di 56 si trovano i nuclei che diverranno più stabili con la **fusione**

Sopra 56, tra gli elementi pesanti, si trovano i nuclei che acquistano energia o per perdita di nucleoni o per rottura degli atomi con la formazione di altri atomi con numeri di massa intermedi (**fissione nucleare**)