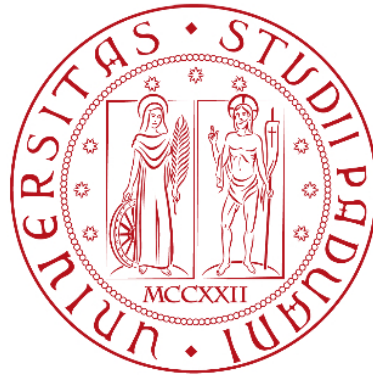


UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA



Dipartimento di Fisica e Astronomia  
Corso di Laurea Triennale in Astronomia

Sintesi stellare dell'isotopo radioattivo  $^{26}\text{Al}$ :  
evidenze dall'emissione galattica  
e dalle meteoriti del Sistema Solare.

Relatrice:  
Professoressa Paola Marigo

Laureando:  
Gabriele Nigro

Anno Accademico 2017/2018



*In all chaos there is a cosmos,  
in all disorder a secret order.*  
Carl Gustav Jung



# Indice

<b>1</b>	<b>Sommario</b>	<b>5</b>
<b>2</b>	<b>Introduzione</b>	<b>6</b>
<b>3</b>	<b>Produzione di <math>^{26}\text{Al}</math></b>	<b>8</b>
3.1	Possibili sorgenti . . . . .	10
<b>4</b>	<b>Emissione galattica ad 1.8 MeV</b>	<b>14</b>
4.1	Massa galattica dell' $^{26}\text{Al}$ . . . . .	22
<b>5</b>	<b>Distribuzione dell'<math>^{26}\text{Al}</math> nel Sistema Solare primordiale</b>	<b>27</b>
5.1	Analisi dei grani meteoritici . . . . .	28
5.2	Probabilità di formazione di un sistema planetario con abbondanza di $^{26}\text{Al}$ simile al Sistema Solare . . . . .	33
<b>6</b>	<b>Conclusioni</b>	<b>37</b>

# 1 Sommario

La riga d'emissione a 1.809 MeV, proveniente dal decadimento  $\beta^+$  del radioisotopo  $^{26}\text{Al}$  in  $^{26}\text{Mg}$ , fornisce un tracciante fondamentale della recente attività di nucleosintesi nella Galassia. Le osservazioni degli ultimi decenni hanno permesso di mappare l'emissione  $\gamma$  lungo il piano galattico, mostrando una distribuzione che si estende in un vasto intervallo di longitudine, con una marcata asimmetria relativa al Centro Galattico [2, Diehl et al., 1994]. L'analisi del flusso osservato ha, inoltre, evidenziato la presenza di  $\sim 2 - 3 M_{\odot}$  di  $^{26}\text{Al}$  nel mezzo interstellare [13, 2, Mahoney et al., 1984; Diehl et al., 1994].

Ciò ha dato origine ad un'ampia discussione in relazione alle plausibili sorgenti di formazione dell' $^{26}\text{Al}$  e ai conseguenti meccanismi di immissione di questo elemento nel mezzo interstellare. La natura intermittente dell'emissione di  $^{26}\text{Al}$ , su un tempo scala di circa un milione di anni, è ben riprodotta dai modelli di formazione delle stelle massicce, che rappresentano quindi, con elevata probabilità, le principali responsabili dell'abbondanza galattica dell' $^{26}\text{Al}$ .

Le analisi isotopiche di un gran numero di materiale meteoritico [11, MacPherson et al., 1995] mostrano chiaramente che l' $^{26}\text{Al}$ , oggi estinto nei dintorni del Sole, fosse in realtà presente nelle epoche primordiali del Sistema Solare. L'eccesso di  $^{26}\text{Mg}$  osservato nelle inclusioni refrattarie, infatti, può soltanto essere giustificato dal decadimento *in situ* dell' $^{26}\text{Al}$ , in quanto l'ipotesi che esso possa invece risultare dal miscuglio del  $^{26}\text{Mg}$  "fossile" interstellare con il  $^{26}\text{Mg}$  del Sistema Solare è fortemente screditata dall'uniformità dei rapporti di  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$ .

Sono state avanzate diverse ipotesi a riguardo delle possibili cause della presenza di  $^{26}\text{Al}$  nel Sistema Solare all'epoca della sua formazione; il modello attualmente più accreditato [5, Gounelle & Meynet, 2012] prevede che il Sole sia nato in una nube di formazione stellare di seconda generazione, arricchita in  $^{26}\text{Al}$  ed altri radionuclidi dai venti di una stella massiccia rotante della sequenza principale, con  $M \geq 32 M_{\odot}$ . È stato inoltre possibile, introducendo vincoli specifici sulla base di tale modello teorico, stimare che questa stella fosse parte di un ammasso contenente circa 1200 stelle e prevedere che la frazione di ammassi in grado di ospitare le condizioni necessarie per la formazione di un sistema planetario ricco in  $^{26}\text{Al}$  si aggiri attorno a qualche per cento [3, Gounelle, 2014].

## 2 Introduzione

L' $^{26}\text{Al}$  ( $Z = 13$ ) è un nucleo radioattivo di particolare interesse sotto molti punti di vista. La principale reazione che porta alla formazione di questo elemento è  $^{25}\text{Mg}(p, \gamma)^{26}\text{Al}$ ; questo processo rientra nella catena Mg-Al del bruciamento dell'idrogeno. Il ciclo Mg-Al è molto attivo negli strati stellari più profondi a temperature sufficientemente grandi ( $T > 40 \times 10^6$  K); queste condizioni sono soddisfatte nel *core* delle stelle massicce ( $M > 30 M_{\odot}$ ) della sequenza principale, così come nelle *H-shells* delle stelle RGB (*Red Giant Branch*), AGB (*Asymptotic Giant Branch*) e supergiganti rosse, nonché durante eventi esplosivi di bruciamento dell'idrogeno, come le esplosioni di novae e supernovae. In queste stelle la fusione dell'idrogeno è spesso accompagnata da eventi molto estesi di mescolamento, dovuti alla convezione o ad altri processi fisici (l'instabilità indotta dalla rotazione, ad esempio), al punto che i prodotti di nucleosintesi interna possono riaffiorare alla superficie della stella ed essere direttamente osservati. Inoltre queste stelle vanno incontro ad intensi episodi di perdita di massa e, in questo modo, forniscono un importante contributo alla presenza di tali elementi nel mezzo interstellare. Il  $^{25}\text{Mg}$ , a seguito della cattura di un protone, può produrre l' $^{26}\text{Al}$  in due differenti stati: lo stato isomerico  $^{26}\text{Al}^m$ , che decade in soli 6.3 secondi in  $^{26}\text{Mg}$ , e lo stato fondamentale  $^{26}\text{Al}^g$ . Quest'ultimo ha un'emivita  $t_{\frac{1}{2}} = 7.17 \times 10^5$  anni ed è all'origine dell'emissione galattica diffusa a 1.809 MeV, le cui misure suggeriscono, ad oggi, la presenza nel disco galattico di  $\sim 2 - 3 M_{\odot}$  di  $^{26}\text{Al}$  [13, 2, Mahoney et al., 1984; Diehl et al., 1994].

D'altra parte si ritiene che l' $^{26}\text{Al}$  sia responsabile della sovrabbondanza di  $^{26}\text{Mg}$  misurata nei materiali meteoritici del Sistema Solare [11, MacPherson et al., 1995]. Ciò implica che l'isotopo  $^{26}\text{Al}$  sia stato immesso nella nebulosa presolare poco prima della formazione del Sistema Solare, circa 4.5 miliardi di anni fa.

Una conoscenza accurata dei siti stellari nei quali ha luogo il ciclo Mg-Al potrebbe fornire soluzioni ad alcune questioni tuttora irrisolte riguardo all'evoluzione ed alla nucleosintesi stellare. Le osservazioni spettroscopiche di alluminio e magnesio, unite alle informazioni circa il decadimento radioattivo dell' $^{26}\text{Al}$ , derivate dalle osservazioni dirette della sua riga di emissione e da quelle indirette fornite dall'analisi isotopica del materiale presolare e del Sistema Solare, potrebbero condurre ad opportunità uniche per studiare il legame tra processi di mescolamento e bruciamento nucleare.

Questo lavoro si propone di presentare: i processi nucleari che portano alla formazione del radioisotopo  $^{26}\text{Al}$ , fornendo ipotesi concrete sui più probabili siti stellari di produzione (Sezione 3); le osservazioni della riga di emissione a 1.809 MeV effettuate negli ultimi decenni dagli spettrografi più sofisticati, che hanno permesso di stimare il contenuto di  $^{26}\text{Al}$  nella Galassia (Sezione 4); la distribuzione dell' $^{26}\text{Al}$  nel Sistema Solare primordiale, ottenuta a partire dall'analisi dei rapporti isotopici misurati nei grani meteoritici, con uno sguardo ravvicinato alla probabilità di formazione di un sistema planetario simile al Sistema Solare in termini di abbondanza di  $^{26}\text{Al}$  (Sezione 5). Nella Sezione 6 verranno, infine, esposte le considerazioni conclusive sugli aspetti cruciali emersi nel corso della discussione, offrendo una panoramica generale delle conoscenze attuali.



### 3 Produzione di $^{26}\text{Al}$

Il ciclo Mg-Al, all'interno del quale viene prodotto il radioisotopo  $^{26}\text{Al}$ , è schematizzato in Figura 1.

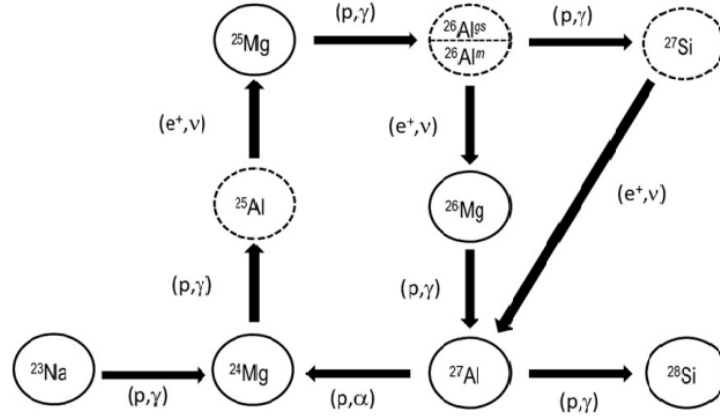
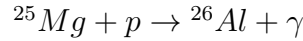


Figura 1: Ciclo Mg-Al: le linee continue e tratteggiate indicano, rispettivamente, isotopi stabili ed instabili. Figura da [20, Straniero et al., 2013].

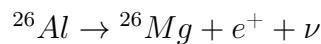
Come è evidente dalla Figura 1, l' $^{26}\text{Al}$  è ottenuto a partire dalla reazione



cioè a seguito della cattura di un protone da parte del  $^{25}\text{Mg}$ , il quale può dare origine a due diversi stati dell' $^{26}\text{Al}$ : lo stato fondamentale  $^{26}\text{Al}^{\text{gs}}$  o il primo stato eccitato, detto anche stato isomerico,  $^{26}\text{Al}^{\text{m}}$  (Figura 2).

Questi stati possono entrambi catturare protoni per formare  $^{27}\text{Si}$ , che successivamente decade in  $^{27}\text{Al}$ , oppure produrre  $^{26}\text{Mg}$ ; quest'ultimo processo, come sarà evidente a breve, fornisce importanti informazioni sulla validità dei modelli di evoluzione stellare e di formazione del materiale del Sistema Solare.

Lo stato isomerico  $^{26}\text{Al}^{\text{m}}$  decade con un tempo di dimezzamento  $t_{\frac{1}{2}} = 6.34$  secondi nello stato fondamentale del  $^{26}\text{Mg}$  e non è, per via del suo brevissimo tempo di vita, l'oggetto di questa discussione. Di grande interesse dal punto di vista astrofisico (e non solo), è invece lo stato fondamentale  $^{26}\text{Al}^{\text{gs}}$ , il quale, con  $t_{\frac{1}{2}} = 7.17 \times 10^5$  anni, tramite un decadimento  $\beta^+$  dà origine al  $^{26}\text{Mg}$  nel suo primo stato eccitato a 1809 keV secondo la reazione:



La successiva transizione allo stato fondamentale del  $^{26}\text{Mg}$  produce la riga di emissione osservata sul piano della Galassia (Sezione 4).

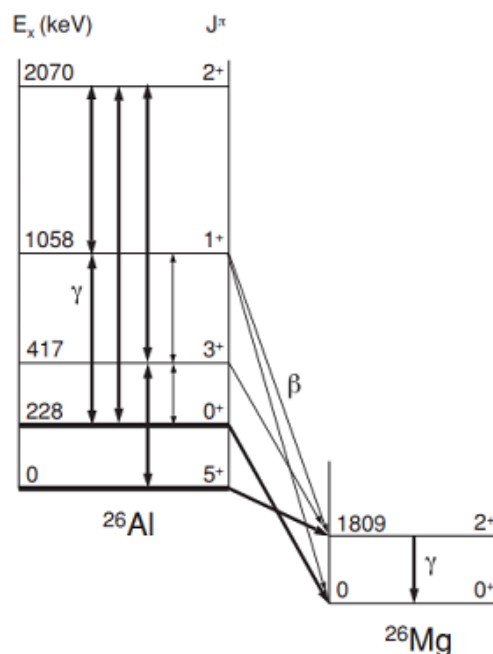


Figura 2: Livelli energetici e transizioni dell'  $^{26}\text{Al}$ . Le frecce verticali rappresentano transizioni fotoniche; le frecce che collegano  $^{26}\text{Al}$  e  $^{26}\text{Mg}$  denotano il decadimento  $\beta$ . Figura da [7, Iliadis et al., 2011].

Le principali caratteristiche che riguardano la produzione di  $^{26}\text{Al}$ , ottenute assumendo una temperatura costante durante l'intero bruciamento dell'idrogeno e i *rate* di reazione forniti da NACRE (*Nuclear Astrophysics Compilation of Reaction Rate*) [15, Mowlavi & Meynet, 2000] sono di seguito riportate:

- l' $^{26}\text{Al}$  è prodotto a partire da temperature  $T > 40 \times 10^6$  K a seguito della cattura protonica di  $^{25}\text{Mg}$ : alla fine del bruciamento dell'idrogeno l' $^{26}\text{Al}$  raggiunge valori di abbondanza di  $5 \times 10^{-5}$  frazioni di massa;
- la fusione di  $^{26}\text{Al}$  per cattura protonica diventa apprezzabile a temperature  $T > 55 \times 10^6$  K. A  $T = 65 \times 10^6$  K, l'abbondanza di  $^{26}\text{Al}$  decresce fino a  $3 \times 10^{-5}$  frazioni di massa: la fusione dell'  $^{26}\text{Al}$  è, infatti, accompagnata da un aumento dell'abbondanza di  $^{27}\text{Al}$ ;

- la grande quantità di  $^{24}\text{Mg}$  comincia a bruciare tramite reazioni di cattura protonica a  $T \approx 65 \times 10^6$  K rifornendo completamente il ciclo Mg-Al; inoltre, a queste temperature, il  $^{24}\text{Mg}$  disponibile aumenta a seguito della concomitante reazione  $^{23}\text{Na}(p, \gamma)^{24}\text{Mg}$ , che pone fine alla catena Ne-Na. Il risultato complessivo è un incremento della frazione di massa dell' $^{26}\text{Al}$  fino a valori di  $3 \times 10^{-4}$  per  $T \geq 75 \times 10^6$  K, un ordine di grandezza superiore rispetto a quelli previsti a temperature inferiori.

### 3.1 Possibili sorgenti

Affinché la reazione di produzione  $^{25}\text{Mg}(p, \gamma)^{26}\text{Al}$  all'interno del ciclo Mg-Al sia efficace, i siti di formazione di  $^{26}\text{Al}$ , come già anticipato, devono essere sufficientemente caldi; tuttavia ciò non basta, poiché si richiede che l'eventuale successiva fusione del nucleo  $^{26}\text{Al}$ , a seguito di reazioni di cattura di un protone o di un neutrone, debba essere poco efficiente per far sì che l' $^{26}\text{Al}$  appena sintetizzato possa essere immesso nel mezzo interstellare prima di essere bruciato. Pertanto la produzione di  $^{26}\text{Al}$  non può avvenire nei processi di bruciamento nucleare che si verificano all'interno di stelle di piccola massa, a causa delle temperature non sufficientemente elevate.

L'identificazione delle possibili sorgenti richiede però ulteriore attenzione per una serie di motivi: il bilancio delle reazioni nucleari è molto sensibile alla temperatura locale ed alla concentrazione di neutroni; i *rate* di reazione sono spesso molto incerti; è richiesta una trattazione opportuna dell'idrodinamica della regione in cui avviene la nucleosintesi e delle modalità, non del tutto chiare, di trasporto convettivo di materiale verso gli strati stellari esterni al *core*.

Le attuali conoscenze [2, Diehl et al., 1994] permettono di individuare le seguenti sorgenti di  $^{26}\text{Al}$ :

- Supernovae a collasso nucleare: stelle massicce con  $M > 8 M_{\odot}$  finiscono per diventare supernovae a collasso nucleare (di tipo II o Ib/c). La nucleosintesi esplosiva dell' $^{26}\text{Al}$  è provocata dall'onda d'urto generata nella regione di bruciamento del neon e la produzione di  $^{26}\text{Al}$  è intensificata da reazioni indotte da neutrini. Si ha, in tal modo, un prodotto di  $0.2 - 0.6 \times 10^{-4} M_{\odot}$  per stelle di  $12 - 40 M_{\odot}$ : maggiore è la massa delle stelle, più abbondante è la formazione di  $^{26}\text{Al}$ .

Le supernovae di tipo Ia, invece, che si originano dalla detonazione di nane bianche, ospitano processi di fusione in equilibrio statistico nucleare (NSE), pertanto producono specialmente elementi del gruppo del ferro e rilasciano quantità di  $^{56}\text{Ni}$  di  $\sim 0.2 - 1.0 M_{\odot}$  che ne supportano

la curva di luce; tali stelle non figurano, di conseguenza, tra le indiziate per spiegare l'abbondanza galattica di  $^{26}\text{Al}$ .

- Novae O-Ne-Mg: l'esplosione di una nova può convertire  $^{24}\text{Mg}$  in  $^{26}\text{Al}$  in modo estremamente efficiente, a seguito di temperature e tempi di scala favorevoli. Le nane bianche "classiche" di tipo C-O possiedono un numero insufficiente di reagenti per la formazione di  $^{26}\text{Al}$  [23, Weiss & Truran, 1990]; questa considerazione fa ricadere sui progenitori di tipo O-Ne-Mg le uniche possibili sorgenti rilevanti su scala galattica. Queste esplosioni si originano a seguito dell'accrescimento di massa in un sistema binario di una nana bianca di tipo O-Ne-Mg, prodotto evolutivo di una stella con massa iniziale  $7 - 8 M_{\odot} < M_i < 11 M_{\odot}$  in grado di bruciare il carbonio nel *core* e di sviluppare un nucleo degenerare di O-Ne-Mg (fase *super-AGB*) con massa  $M_{\text{core}} < M_{\text{Ch}} \sim 1.4 M_{\odot}$ . Nonostante la massa totale di  $^{26}\text{Al}$  prodotta da una nova O-Ne-Mg sia con tutta probabilità molto piccola (qualche frazione di  $M_{\odot}$ ), è possibile raggiungere in questo caso un rapporto  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}} \geq 1$  [17, Politano et al., 1995].
- Stelle di Wolf-Rayet (WR): stelle massicce con  $M > 40 M_{\odot}$  si pensa che possano andare incontro alla cosiddetta fase di Wolf-Rayet, nella quale, a causa di venti stellari particolarmente intensi che possono superare velocità di  $2000 \frac{\text{km}}{\text{s}}$ , si verifica una perdita di massa della stella a ritmi molto elevati (mediamente pari a  $10^{-5} \frac{M_{\odot}}{\text{yr}}$ ). Il bruciamento del *core* in regime idrostatico nella sequenza principale e nei primi stadi Wolf-Rayet produce discrete quantità di  $^{26}\text{Al}$ , che vengono trasportate tramite convezione negli strati più esterni, fino ad essere emesse nel mezzo interstellare attraverso il forte vento stellare. Si stima che vengano prodotte in media, nel corso dell'intera durata della fase Wolf-Rayet, circa  $3 - 5 \times 10^{-5} M_{\odot}$  di  $^{26}\text{Al}$  [22, Walter & Maeder, 1989].
- Stelle del ramo asintotico delle giganti (AGB): stelle di piccola e media massa in un range compreso tra  $0.8$  e  $6 - 8 M_{\odot}$ , dopo aver esaurito l'idrogeno e l'elio nel *core* ed aver sviluppato un CO *degenerate core*, possono rilasciare negli strati più esterni l' $^{26}\text{Al}$  prodotto nella regione di bruciamento dell'idrogeno (H-shell), attraverso i cosiddetti *thermal pulses*, eventi causati dall'instabilità legata alla compresenza e alla vicinanza di due *shell* attive: l'He-shell e l'H-shell. Dopo la sua produzione nell'H-shell, l' $^{26}\text{Al}$  può fondere nell'He-shell in presenza di neutroni liberi (rilasciati principalmente dalle reazioni  $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$  e  $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ ). I modelli di evoluzione delle stelle AGB [15, Mowlavi & Meynet, 2000] predicono che meno del 20% dell' $^{26}\text{Al}$  venga

bruciato nella regione *intershell* per temperature inferiori ai 200 milioni di K, ma anche che più del 95% fonda per temperature superiori ai 300 milioni di K, valore raggiunto solo nelle stelle AGB più massicce. L' $^{26}\text{Al}$  prodotto negli strati interni viene trasportato in superficie dal cosiddetto *third dredge-up*, evento durante il quale l'*envelope* convettivo della stella AGB penetra nella regione *intershell* e mescola i prodotti del bruciamento dell'idrogeno e dell'elio, conducendoli negli strati più esterni; ciò si verifica, per l'appunto, per via delle instabilità termiche che si instaurano nell'He-shell e che danno vita ai *thermal pulses*, i quali rendono temporaneamente inattiva l'H-shell e permettono all'*envelope* di avanzare verso l'interno (Figura 3).

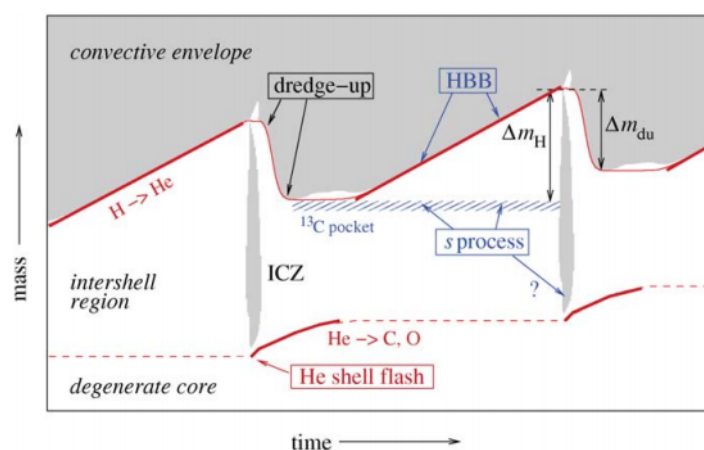


Figura 3: Evoluzione schematica di una stella AGB attraverso due cicli *thermal-pulse*. In grigio sono mostrate le regioni convettive, dove ICZ (*Intershell Convection Zone*) indica la zona convettiva *intershell* trasportata dall'He-shell *flash*. La linea sottile in rosso indica la massa del core in cui l'idrogeno si è esaurito, mentre la linea tratteggiata rappresenta la massa del core in cui l'elio si è esaurito. Le linee spesse in rosso mostrano invece l'intervallo temporale in cui la fusione nucleare è attiva in queste *shells*. Si tenga presente che l'asse temporale non è lineare: le fasi che riguardano i *thermal pulses*, della durata di soli  $\sim 100$  anni, sono amplificate rispetto alla fase *interpulse* ( $\sim 10^4 - 10^5$  anni).

Queste instabilità ed i conseguenti *dredge-ups* hanno una durata di circa 100 anni e si verificano periodicamente con una frequenza di uno ogni  $10^4 - 10^5$  anni, a seconda della massa stellare iniziale e della metallicità; si tratta, quindi, di un intervallo temporale relativamente piccolo

rispetto al tempo di vita medio dell' $^{26}\text{Al}$ , pari a  $\sim 10^6$  anni, il che assicura la continua presenza di questo elemento radioattivo alla superficie delle stelle AGB. La figura 4 mostra l'abbondanza superficiale di  $^{26}\text{Al}$  per stelle con metallicità di tipo solare ( $Z_{\odot} \sim 0.02$ ) in funzione della massa stellare iniziale: la frazione di massa predetta dai modelli risulta pari a circa  $10^{-7}$  per stelle di  $2 - 3 M_{\odot}$  [14, Mowlavi, 2001].

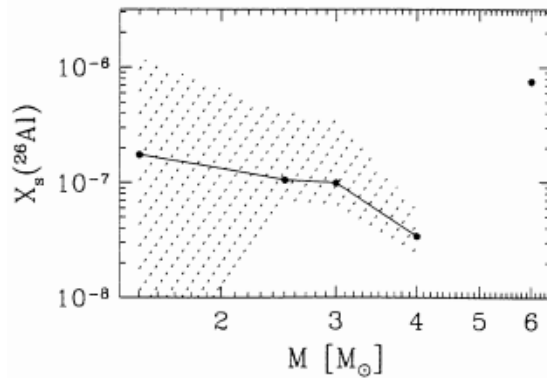


Figura 4: Frazione di massa dell' $^{26}\text{Al}$  predetta alla superficie di stelle AGB con metallicità solare, in funzione della massa stellare iniziale. L'area tratteggiata rappresenta le incertezze legate all'efficienza del *third dredge up*. Figura da [14, Mowlavi, 2001].

È opportuno menzionare il caso delle stelle AGB più massicce, con  $M \geq 4 M_{\odot}$ ; esse sono caratterizzate da temperature alla base del loro *envelope* sufficientemente alte per bruciare l'idrogeno nell'*envelope* stesso. Questo processo prende il nome di *hot bottom burning* e permette ai prodotti della fusione dell'idrogeno di essere direttamente trasportati in superficie attraverso i moti convettivi, senza richiedere l'azione del *third dredge-up*. Tutto ciò ha il vantaggio di evitare tutti i processi di fusione dell' $^{26}\text{Al}$  che avvengono mediante cattura di neutroni, in quanto le temperature dell'*envelope* non raggiungono mai i valori richiesti per il  $^{13}\text{C}$  e, a maggior ragione, per il  $^{22}\text{Ne}$  per reagire tramite reazioni di  $\alpha$ -capture. Ciò rende l'*hot bottom burning* un processo molto efficiente per la produzione di  $^{26}\text{Al}$ ; si stima [14, Mowlavi, 2001] che le stelle AGB con  $M \geq 4 M_{\odot}$  rilascino nel mezzo interstellare una quantità di  $^{26}\text{Al}$  all'incirca 10 volte superiore a quella immessa da parte delle stelle meno massicce.

## 4 Emissione galattica ad 1.8 MeV

La riga di emissione a 1.809 MeV associata all' $^{26}\text{Al}$  fu rilevata per la prima volta nel 1982 grazie all'esperimento di spettroscopia a raggi gamma HEAO 3 (*High Energy Astronomy Observatory*) [12, Mahoney et al., 1982]. Dopo la sua scoperta, la mappatura completa del cielo ad opera di COMPTEL (strumento di *imaging* del *Compton Gamma Ray Observatory*, il secondo grande telescopio spaziale lanciato in orbita dalla NASA, dopo HST) e le successive misure dello spettrometro SPI di INTEGRAL (telescopio spaziale dell'Agenzia Spaziale Europea lanciato nel 2002) hanno fornito importanti risultati riguardo allo studio dell' $^{26}\text{Al}$  nella Galassia.

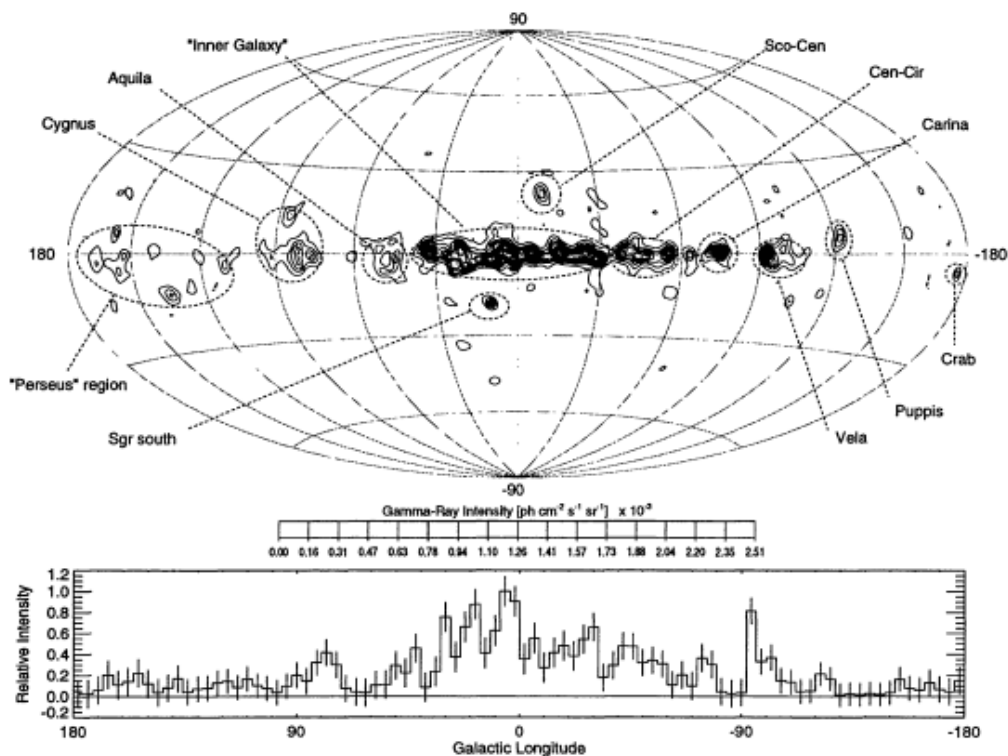


Figura 5: (Sopra) Mappatura completa del cielo di COMPTEL a 1.8 MeV. Le regioni di emissione sono evidenziate. (Sotto) Profilo in longitudine della mappa a 1.8 MeV per  $-10^\circ < b < 10^\circ$  con barre d'errore  $1\sigma$  che indicano il range di incertezza del profilo. Figura da [16, Oberlack et al., 1996].

In Figura 5 è riportata la survey galattica effettuata con i dati di COMPTEL [2, Diehl et al., 1994]; l'evidente concentrazione sul piano galattico e

l'assenza di rilevazione per latitudini  $|b| > 30^\circ$  implicano che la maggior parte dell' $^{26}\text{Al}$  abbia origine galattica piuttosto che locale (cioè nelle vicinanze del Sistema Solare). Su larga scala ( $|l| \geq 10^\circ$ ), c'è un'asimmetria relativa al Centro Galattico che favorisce le longitudini negative; al contrario, su piccola scala ( $|l| \leq 10^\circ$ ), si trova una marcata asimmetria verso le longitudini positive. Nella mappa sono inoltre evidenziate alcune zone di intensa emissione  $\gamma$ , quali le regioni Vela, Carina e Cigno.

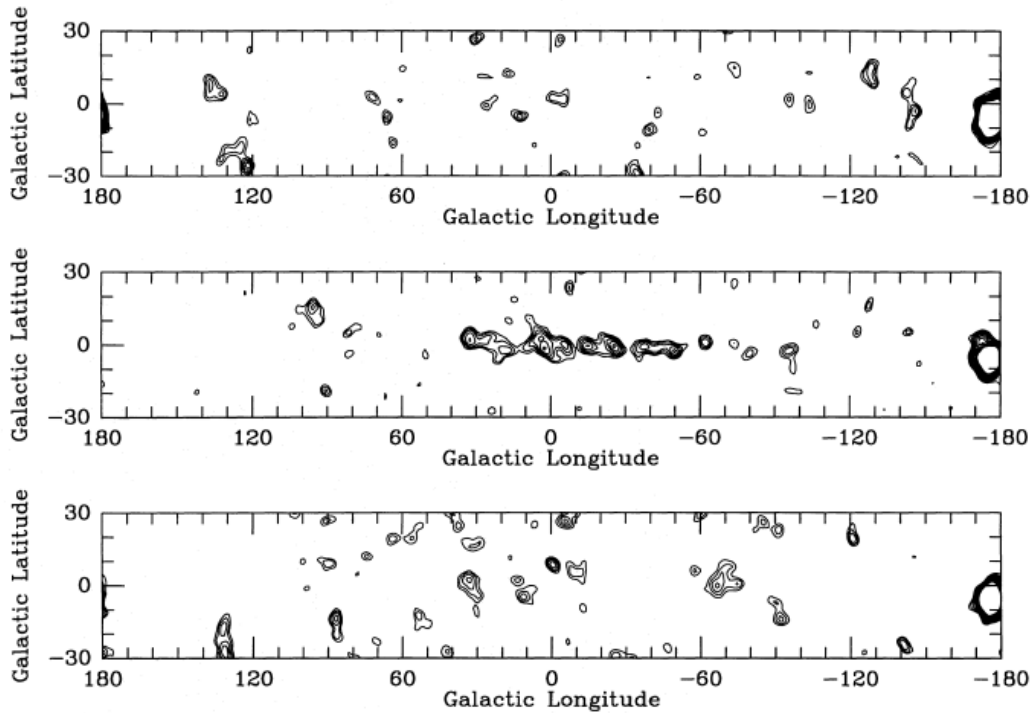


Figura 6: Mappa di emissione galattica nei range di energia 1.5 – 1.7 MeV (sopra), 1.7 – 1.9 MeV centrata sulla riga dell' $^{26}\text{Al}$  (al centro), 1.9 – 2.1 MeV (sotto). I livelli di contorno, a partire da  $1\sigma$ , procedono per step di  $0.5\sigma$ . Figura da [2, Diehl et al., 1994].

In Figura 6 sono rappresentate le mappe galattiche generate in tre diversi range di energia: 1.5 – 1.7 MeV, 1.7 – 1.9 MeV e 1.9 – 2.1 MeV. La banda intermedia è centrata sulla riga dell' $^{26}\text{Al}$  a 1.809 MeV, le altre due raffigurano due adiacenti intervalli di energia. I piccoli intervalli considerati di 0.2 MeV sono permessi dall'alta risoluzione dello strumento ( $\sigma = 60$  keV). La differenza tra le tre immagini è molto evidente: la mappa a 1.8 MeV mostra chiaramente un'intensa emissione lungo il piano della Galassia, mentre



le mappe nelle bande adiacenti sono praticamente quasi vuote. Questo suggerisce che il continuo galattico sia, in confronto, molto debole e, pertanto, è lecito affermare che sia proprio la riga d'emissione dell' $^{26}\text{Al}$  a dominare il segnale nella banda a 1.8 MeV. Nella prominente cresta di emissione lungo il piano galattico si distingue un'area centrale brillante a longitudine  $l = 2.0^\circ$  e latitudine  $b = -1.5^\circ$ . La Figura 7 presenta le distribuzioni di intensità derivate per tale regione vicina al Centro Galattico ( $l = 2.0^\circ, b = -1.5^\circ$ ) e per l'intera regione centrale della Galassia ( $|l| < 30^\circ, |b| < 10^\circ$ ). La dispersione dell'intensità si traduce in una misura della sensibilità alle fluttuazioni statistiche nelle regioni del cielo.

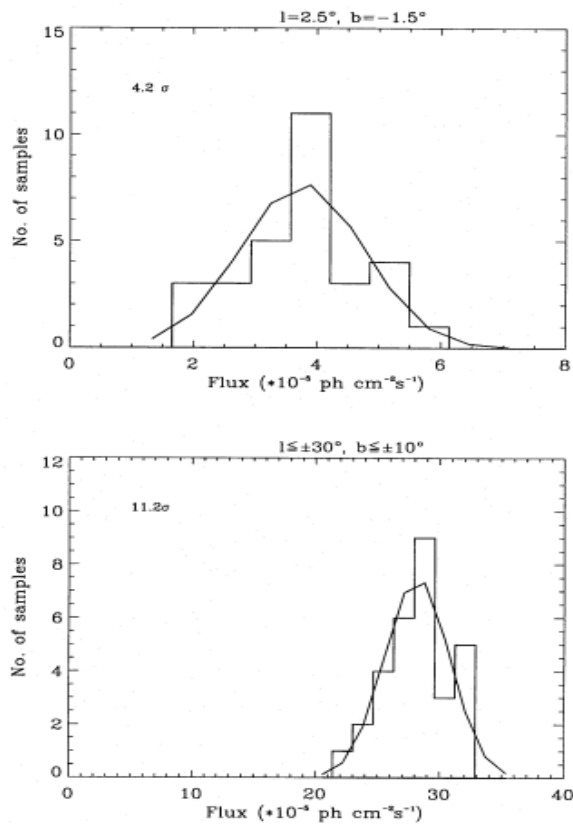


Figura 7: Campione di distribuzioni di intensità per le due regioni: (sopra) vicino al Centro Galattico ( $l = 2.0^\circ, b = -1.5^\circ$ ); (sotto) regione brillante nella Galassia interna ( $|l| < 30^\circ, |b| < 10^\circ$ ). Figura da [2, Diehl et al., 1994]

Nella tabella in Figura 8 sono invece riportati i valori del flusso per alcune aree della Galassia; i risultati mostrano marcate irregolarità lungo il piano d'emissione dell' $^{26}\text{Al}$ , con contrasti fino ad un fattore 3 su scale inferiori a  $10^\circ$ : le "macchie" brillanti, come quella a  $l = 2.0^\circ$ , si alternano a regioni di basso flusso, come accade a longitudine  $l = -10^\circ$ . È doveroso sottolineare come i flussi siano soggetti ad un'incertezza sistematica di  $\sim 30\%$  [2, Diehl et al., 1994], a causa delle inevitabili incertezze che derivano dal rumore di fondo per un'emissione a così larga scala.

Location		Flux
Longitude	Latitude	( $\text{ph cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ )
$2.0^\circ$	$-1.5^\circ$	$3.6 \cdot 10^{-5}$
$10^\circ$	$-1.5^\circ$	$2.1 \cdot 10^{-5}$
$20^\circ$	$0^\circ$	$0.5 \cdot 10^{-5}$
$31.5^\circ$	$0^\circ$	$2.9 \cdot 10^{-5}$
$345.5^\circ$	$-1.5^\circ$	$3.9 \cdot 10^{-5}$

Figura 8: Valori misurati da COMPTEL per il flusso di  $^{26}\text{Al}$  per cinque diverse regioni galattiche, integrate entro  $2.5^\circ$  dalla posizione specificata. L'incertezza sistematica è stimata attorno al 30%. Figura da [2, Diehl et al., 1994].

Come già evidenziato, la mappa galattica nel range di energie  $1.7 - 1.9$  MeV è fortemente irregolare: ci sono variazioni sostanziali di intensità lungo il piano. Sulla base di questa consapevolezza è necessario condurre la nostra indagine riguardo ai modelli di sorgenti che possono giustificare la natura intermittente dell'emissione di  $^{26}\text{Al}$ . Se assumiamo un ritmo di esplosione nella Galassia di 40 novae per anno, con il 30% del tipo O-Ne-Mg [21, Truran & Livio, 1986], nel tempo di vita medio dell' $^{26}\text{Al}$  di circa  $\tau = 1.04 \times 10^6$  anni ci si aspetta la formazione nella Galassia di circa 12.5 milioni di novae O-Ne-Mg; un numero così alto dovrebbe risultare in una distribuzione simmetrica, in chiaro contrasto con la forma irregolare della nostra mappa a 1.809 MeV. Questo implica che le novae non possano essere considerate come siti dominanti di produzione di  $^{26}\text{Al}$ . Lo stesso ragionamento porta a reputare marginale il contributo delle stelle AGB, poiché i loro progenitori sono stelle di piccola e media massa. Dall'analisi del profilo di flusso in longitudine, si stima che non più del 25 - 30% dell'emissione possa essere attribuito ad una distribuzione così regolare, con un prodotto di  $^{26}\text{Al}$  inferiore a  $0.75 M_\odot$  dovuto alle novae e alle stelle AGB della Galassia [2, Diehl et al., 1994].

La situazione è del tutto differente per quel che riguarda le stelle massicce. All'emissione di  $^{26}\text{Al}$  contribuiscono, all'incirca, soltanto 13000 supernovae e 4000 stelle di Wolf-Rayet; questi oggetti hanno una forte tendenza a raggrupparsi, come risultato della formazione stellare nelle nubi molecolari giganti (GMC). Ciò suggerisce un numero ancora più piccolo di eventi di nucleosintesi indipendenti; in aggiunta a questa bassa statistica, il tempo di vita dell' $^{26}\text{Al}$  è molto più breve del tempo di scala di evoluzione delle GMC, che si aggira attorno alle decine di milioni di anni. Di conseguenza, la produzione galattica di  $^{26}\text{Al}$  è intermittente sia dal punto di vista spaziale sia dal punto di vista temporale. Per queste ragioni, le stelle massicce sono descritte da COMPTEL come maggiori responsabili dell'immagine della Galassia a 1.809 MeV. La Figura 9 mostra le sovrapposizioni della mappa di emissione a 1.8 MeV della Galassia con le posizioni di resti di supernovae (cerchi) e stelle di Wolf-Rayet (triangoli).

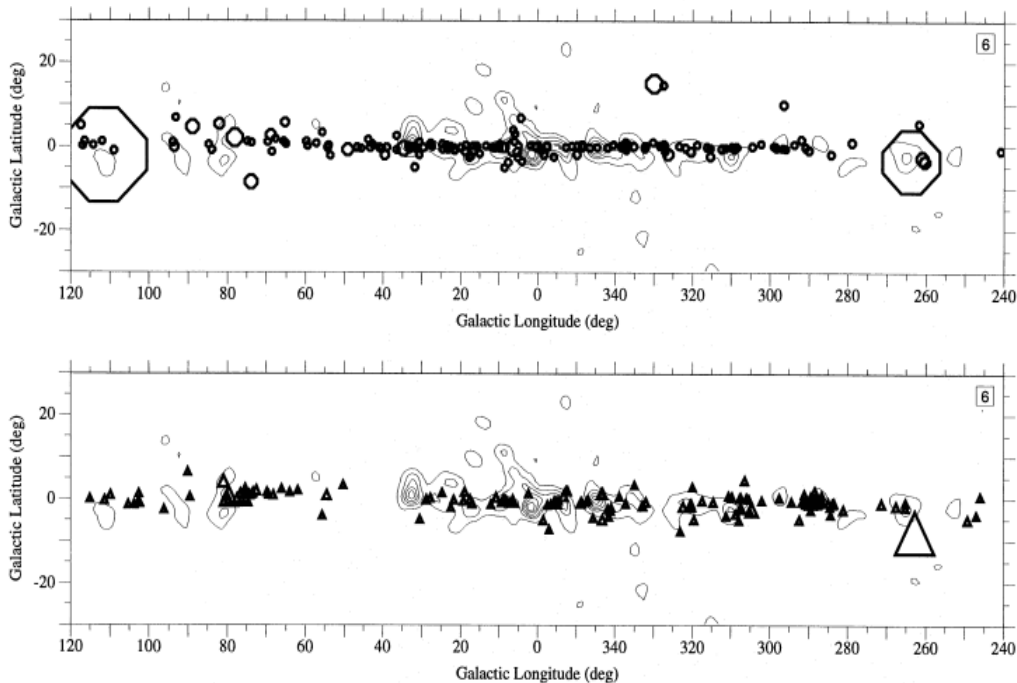


Figura 9: Sovrapposizione della mappa di emissione di  $^{26}\text{Al}$  con la posizione dei resti di supernova (*cerchi*, le cui dimensioni scalano con un flusso di 1 GHz) e delle stelle di Wolf-Rayet (*triangoli*, le cui dimensioni scalano con la distanza<sup>-2</sup>), entrambe per i  $120^\circ$  centrali, in longitudine, della Galassia. Figura da [2, Diehl et al., 1994].

Il tempo di vita medio dell' $^{26}\text{Al}$  pari a  $\tau = 1.04 \times 10^6$  anni, fa sì che la sua radioattività rappresenti un tracciante per la nucleosintesi su scale temporali che vanno ben al di là di quelle, ad esempio, relative alle esplosioni di supernova ed ai loro resti, che tipicamente si fondono con il mezzo interstellare su un tempo di  $0.1 \times 10^6$  anni. Pertanto l' $^{26}\text{Al}$  agisce come una sonda del caldo e tenue mezzo interstellare dove i prodotti della nucleosintesi generati da eventi esplosivi si mescolano con il gas circostante, per produrre una nuova generazione di stelle. Questo è il motivo principale che ha motivato gli sforzi al fine di misurare la riga di emissione dell' $^{26}\text{Al}$  ad alta risoluzione spettrale, in modo che l'allargamento Doppler e la distorsione della forma e dell'energia della riga fossero resi accessibili agli studi sulla fase di mescolamento del gas interstellare.

Lo spettrometro SPI montato sul telescopio INTEGRAL, circa 20 anni dopo la scoperta della riga a 1.809 MeV, ha fornito finalmente l'opportunità di disporre di immagini spettroscopiche ad elevata definizione, obiettivo non perseguibile con la modesta risoluzione di energia di COMPTEL ( $\sim 10\%$  FWHM). D'altro canto, gli strumenti di INTEGRAL non sono ideali per produrre immagini di un'emissione così diffusa e largamente estesa come quella dell' $^{26}\text{Al}$ .

Dalla survey di COMPTEL, si riconoscono come aree di emissione di alta brillantezza superficiale le regioni entro longitudine  $l = \pm 50^\circ$  attorno alla direzione del Centro Galattico, più le regioni Cigno, Carina e Vela. Le stelle localizzate nella regione del Cigno non hanno ancora mostrato una significativa attività di supernova, pertanto l' $^{26}\text{Al}$  proveniente da questa zona dovrebbe essere emesso nel mezzo interstellare in gran parte per via dei venti di stelle di Wolf-Rayet.

In figura 10 è riportata la survey del cielo operata con lo spettrometro SPI, la cui camera Ge ha una risoluzione spettrale strumentale di  $\sim 2.9$  keV per l'energia della riga di emissione dell' $^{26}\text{Al}$ ; i lunghi tempi di esposizione e la natura estesa dell'emissione richiedono che il fondo cielo sia modellato in modo particolarmente accurato.

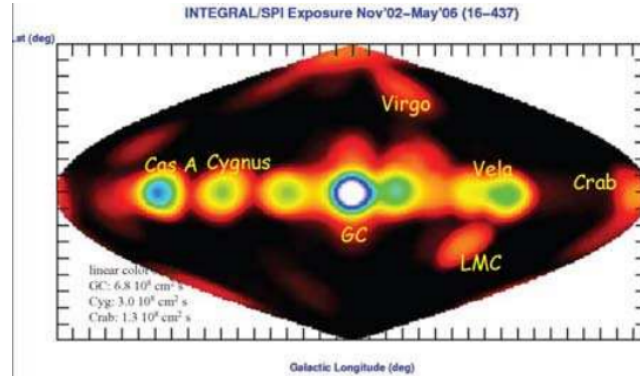


Figura 10: Survey galattica effettuata da SPI con esposizioni cumulative (scala lineare in unità di  $\frac{cm^2}{s}$ , per un'area effettiva di  $\sim 100cm^2$ ). Figura da [1, Diehl et al., 2006].

Nel dominio dell'emissione più brillante dell' $^{26}Al$  e della più profonda esposizione con INTEGRAL, se ci si sofferma sul limite interno della Galassia tra le longitudini  $-40^\circ < l < 40^\circ$ , vi sono dati sufficienti per risolvere spazialmente il segnale e determinare spettri per diverse regioni. Con questo intento, si può procedere scegliendo un modello di distribuzione regolare e simmetrica come un disco esponenziale, dividendolo in tre intervalli di longitudine:  $-40^\circ < l < -10^\circ$ ,  $-10^\circ < l < 10^\circ$  e  $10^\circ < l < 40^\circ$  [1, Diehl et al., 2006]. Effettuando un *fitting* simultaneo di queste tre componenti del cielo assieme al nostro modello di *background* con le misure di SPI, si ottengono i tre spettri in Figura 11. Come è evidente, i centri delle gaussiane non sono gli stessi: essi variano a seconda dell'intervallo di longitudine considerato, come ci si aspetta a seguito della rotazione della Galassia. Questo aspetto è fondamentale poiché accerta la corotazione della distribuzione di  $^{26}Al$  con la Via Lattea e, pertanto, ci rassicura che l'emissione rilevata può essere attribuita a sorgenti della Galassia interna e non a regioni nelle vicinanze viste in primo piano, evitando sovrastime del flusso osservato e conseguentemente del contenuto di questo radioisotopo nel mezzo interstellare.

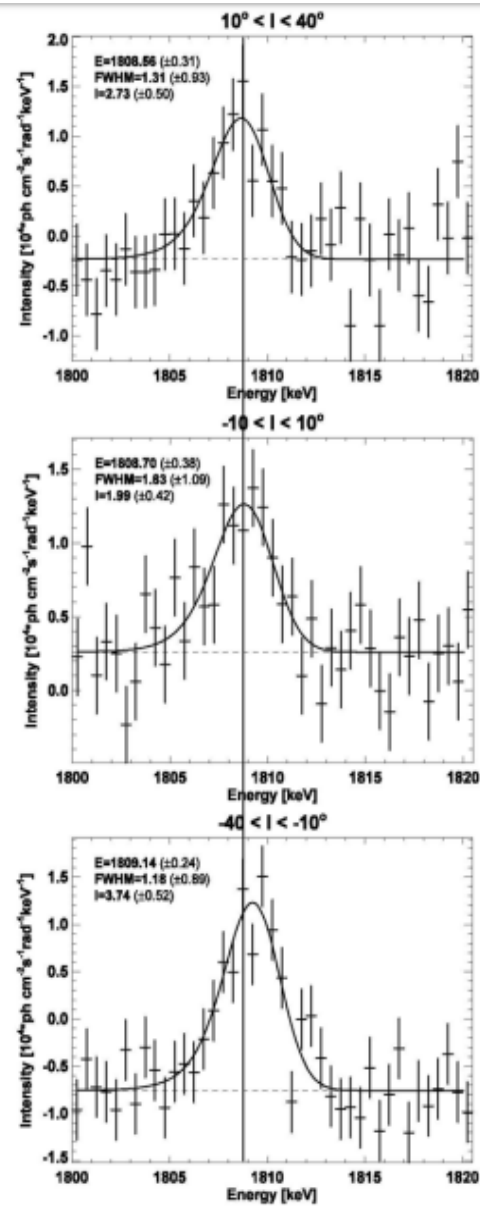


Figura 11: Misure della riga di  $^{26}\text{Al}$  per tre diverse direzioni nelle zone interne della Galassia, che mostrano le leggere deviazioni che ci si aspettano per via della rotazione della Galassia. Figura da [1, Diehl et al., 2006].

Nella visione attuale, non c'è alcuna causa ulteriore dell'allargamento della riga dell' $^{26}\text{Al}$  a parte quella descritta dall'effetto Doppler e dalle velocità attorno ai  $100 \frac{\text{km}}{\text{s}}$  delle stelle massicce nelle vicinanze del mezzo interstellare caldo. Questo gas è tenue e non radiativo, per cui risulta difficile osservarlo direttamente. Uno studio più approfondito della forma della riga dell' $^{26}\text{Al}$  potrebbe pertanto rivelarsi un utile tracciante dell'eventuale turbolenza del mezzo interstellare di queste regioni. La situazione, in ogni caso, dovrebbe evolvere con l'età delle popolazioni di stelle massicce, poiché l'impatto dei venti delle stelle di Wolf-Rayet diventa importante tipicamente  $3 - 5 \times 10^6$  anni dopo la nascita di un gruppo di stelle massicce, mentre le supernovae a collasso nucleare divengono più tardi sorgenti dominanti dell'energia cinetica del gas nelle vicinanze dell'ammasso della stella [1, Diehl et al., 2006]. Le misure di SPI hanno infatti indicato per la regione del Cigno alcuni piccoli allargamenti della riga, corrispondenti a velocità fino a  $400 \frac{\text{km}}{\text{s}}$  [10, Knoedlseder et al., 2004].

#### 4.1 Massa galattica dell' $^{26}\text{Al}$

Fornire una stima della massa di  $^{26}\text{Al}$  presente nel mezzo intergalattico è un esercizio piuttosto semplice, una volta che si hanno a disposizione i dati sul flusso di fotoni associato all'intensità della riga di emissione a 1.809 MeV. Tuttavia, come è evidente in Figura 12, sebbene i risultati delle analisi dei diversi strumenti di investigazione siano compatibili, cioè in accordo entro le barre d'errore, il *best fit* individuato da COMPTEL si discosta in leggermente dai precedenti.

Per i motivi appena descritti, saranno di seguito analizzati due risultati: quelli forniti dalle misure di HEAO-C (strumento a cui peraltro si deve la prima individuazione della riga a 1.809 MeV), come riferimento di tutte le investigazioni precedenti a quella operata da COMPTEL, e quelli emersi dalla survey effettuata da COMPTEL stesso.

Il *best fit* dei dati raccolti da HEAO-C [13, Mahoney et al., 1984] per il flusso associato all'emissione a 1.809 MeV è pari a  $F_{HEAO-C} = 4.8 \times 10^{-4} \frac{\text{fotoni}}{\text{cm}^2 \times \text{s} \times \text{rad}}$ . Per una sorgente galattica di raggi  $\gamma$  risulta che il flusso  $F$  misurato nelle vicinanze del Centro Galattico è legato alla luminosità totale  $Q$  dalla relazione

$$F\left(\frac{\text{fotoni}}{\text{cm}^2 \times \text{s} \times \text{rad}}\right) \approx 1.0 \times 10^{-46} Q\left(\frac{\text{fotoni}}{\text{s}}\right)$$

pertanto la luminosità della Galassia riferita all'emissione associata al decadimento di  $^{26}\text{Al}$  è di circa  $4.8 \times 10^{42} \frac{\text{fotoni}}{\text{s}}$ . Moltiplicando questo valore per il tempo di vita medio dell' $^{26}\text{Al}$  ( $\tau = 1.04 \times 10^6$  anni =  $3.28 \times 10^{13}$  secondi), si ottiene il contenuto attuale di  $^{26}\text{Al}$  nel mezzo interstellare, pari a  $\sim 1.6 \times 10^{56}$  atomi  $\sim 3 M_{\odot}$ .

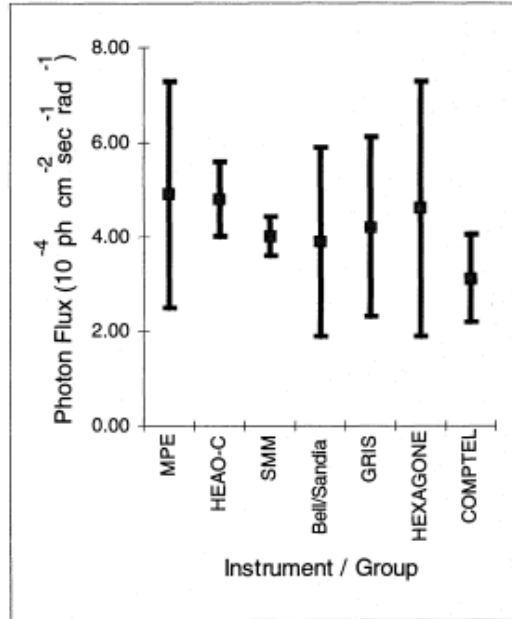


Figura 12: Confronto tra i risultati di COMPTEL e le precedenti misure del flusso fotonico di  $^{26}\text{Al}$ . *Riferimenti*: HEAO-C (Mahoney et al. 1984), SMM (Share et al. 1985), MPE (von Ballmoos et al. 1987), Bell-Sandia (MacCallum et al. 1987), GRIS (Teegarden et al. 1991), HEXAGONE (Durouchoux et al. 1993), COMPTEL (Diehl et al. 1994). Figura da [2, Diehl et al., 1994].

Il flusso a 1.809 MeV misurato da COMPTEL è inferiore, entro il livello  $1\sigma$ , a tutti i risultati ottenuti dagli strumenti indicati in figura 12. La differenza potrebbe essere dovuta al largo campo di vista degli altri spettrografi (ad esempio, SMM ha una  $FWHM = 160^\circ$  a 1.809 MeV), che includerebbe il contributo dell'emissione di regioni periferiche ed al di fuori del piano galattico. Il *best fit* ottenuto dalle misure di COMPTEL per il flusso è  $F_{COMPTEL} = 3.2 \times 10^{-4} \frac{\text{fotoni}}{\text{cm}^2 \times \text{s} \times \text{rad}}$  [2, Diehl et al., 1994]; questo valore implicherebbe un contenuto galattico di  $^{26}\text{Al}$  pari a  $M_{tot}(^{26}\text{Al}) \sim 2 M_\odot$ . Compito assai più delicato e complesso è quello di calcolare la massa di  $^{26}\text{Al}$  immesso nel mezzo interstellare ad opera delle diverse possibili sorgenti di questo radioisotopo.

La quantità di  $^{26}\text{Al}$  sintetizzata dalle stelle massicce è molto difficile da stimare, in quanto dipende non solo dalla massa stellare e dalla composizione iniziale, ma anche dal ritmo al quale la stella perde massa, dalla trattazione dei meccanismi di convezione e semiconvezione, dal *rate* della reazione  $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$ . In figura 13 sono riportati i risultati dei calcoli della produzio-



ne di  $^{26}\text{Al}$  nelle stelle massicce in funzione della massa stellare. Per  $M > 40 M_{\odot}$  i risultati [18, Prantzos, 1991] corrispondono alla fase di pre-esplosione di supernova, cioè quando l' $^{26}\text{Al}$  viene sintetizzato nel processo di bruciamento dell'idrogeno ed è poi espulso dai venti Wolf-Rayet.

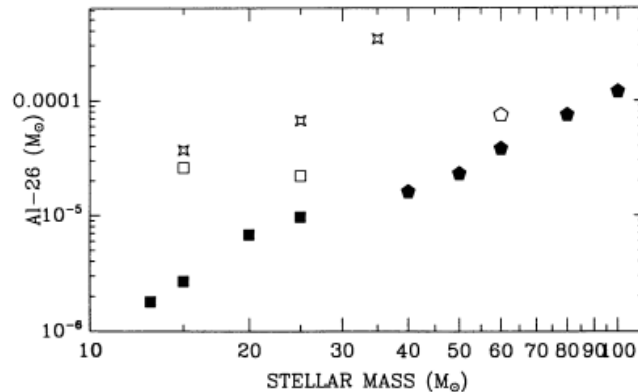


Figura 13: Contenuto di  $^{26}\text{Al}$  prodotto dalle stelle massicce in funzione della massa stellare. *Pentagoni*: stelle di Wolf-Rayet (*pieni*: Prantzos 1991; *vuoti*: Meynet & Arnould 1993). *Tutti gli altri simboli*: supernovae di tipo II (*quadrati pieni*: solo nucleosintesi esplosiva, da Thielemann et al. 1993; *quadrati vuoti*: solo nucleosintesi esplosiva, da Weaver e Woosley 1992; *stelle*: nucleosintesi pre-esplosiva ed esplosiva, da Weaver & Woosley 1992). Figura da [19, Prantzos, 1993].

L' $^{26}\text{Al}$  viene anche prodotto nelle regioni di bruciamento del carbonio e del neon di queste stelle, ma il loro destino non è ancora molto chiaro: esse potrebbero esplodere come supernovae Ib (nel cui caso i valori mostrati in Figura 14 crescerebbero considerevolmente) o collassare in buchi neri, senza produrre ulteriore  $^{26}\text{Al}$ .

Per stelle meno massicce con  $15 M_{\odot} < M < 25 M_{\odot}$ , che esplodono come supernovae di tipo II (cioè, presentano nel loro spettro righe d'emissione di idrogeno, al contrario delle supernovae di tipo I), la situazione è ancora meno risolta. Al di là delle incertezze appena esposte, è evidente dalla Figura 13 che ci siano delle incongruenze legate alla quantità di  $^{26}\text{Al}$  prodotto durante la nucleosintesi esplosiva: c'è circa un fattore 3 di differenza tra i risultati di Thielemann et al. (1993) e Weaver & Woosley (1992). Questi valori sono stati ottenuti in stelle con metallicità di tipo solare ( $Z_{\odot} = 0.02$ ). Per valutare la produzione di  $^{26}\text{Al}$  a livello galattico, occorre tenere presente l'effetto del decremento di metallicità  $Z$  con il raggio galattocentrico  $R$ ; infatti la metallicità

influisce notevolmente sulla sintesi dell' $^{26}\text{Al}$  nelle stelle massicce. Nelle stelle WR la produzione di  $^{26}\text{Al}$  è favorita dalla grande disponibilità di  $^{25}\text{Mg}$  e dalla precedente espulsione dell'*envelope* stellare ricco di metalli ed opaco; risulta conseguentemente che il prodotto di  $^{26}\text{Al}$  in questi siti stellari scali come  $Z^k$ , con  $1 < k < 2$ . Al contrario, la dipendenza dalla metallicità della produzione di  $^{26}\text{Al}$  da parte delle supernovae di tipo II è meno chiara: la sintesi di  $^{26}\text{Al}$  nelle regioni di bruciamento del carbonio e del neon non dovrebbe dipendere dalla metallicità, ma la sua fusione, che avviene principalmente attraverso reazioni  $(n, p)$  ed  $(n, \alpha)$ , dipende dalla quantità di neutroni disponibili e quindi da  $Z$ . Risulta che la produzione netta di  $^{26}\text{Al}$  nelle supernovae II sia inversamente proporzionale alla metallicità, con  $-1 < k < 0$  [19, Prantzos, 1993]. La quantità totale di  $^{26}\text{Al}$  immesso dalle stelle massicce nella Galassia negli ultimi  $\tau(^{26}\text{Al}) \sim 10^6$  anni si ricava da:

$$M_{massicce}(^{26}\text{Al}) = \int_0^{R_G} 2\pi R \sigma(R) dR \int_{M_1}^{M_2} \Phi(M) Y(M, R) dM$$

dove  $R_G = 15$  kpc è il raggio della Galassia,  $\sigma(R)$  la densità superficiale radiale delle sorgenti adottata,  $Y(M)$  ad  $R = R_\odot = 8.5$  kpc (distanza galattocentrica del Sole) sono i valori riportati in Figura 13,  $Y(M, R) = Y(M) \left(\frac{Z(R)}{Z_\odot}\right)^k$ , con  $Z(R < 2 \text{ kpc}) = 3 Z_\odot$ , e  $k = 1, 2$  per le stelle WR e  $k = -1, 0$  per le supernovae;  $\Phi(M)$  è la funzione di massa iniziale adottata per le stelle massicce, tra  $M_1 \sim 10 M_\odot$  ed  $M_2 \sim 100 M_\odot$ , della forma di Salpeter  $\Phi(M) \propto M^\alpha$ , con  $\alpha \in [-2.5, -2.7]$ , ed è normalizzata in modo che

$$\int_0^{R_G} 2\pi R \sigma(R) dR \int_{M_1}^{M_2} \Phi(M) dM = f_{SN} \tau(^{26}\text{Al}),$$

cioè in modo che sia pari al numero totale di stelle massicce esplose nella Galassia negli ultimi  $\tau(^{26}\text{Al})$  anni, con  $f_{SN}$  rate di esplosione di supernovae a collasso nucleare nella Via Lattea  $f_{SN} = f_{SNII} + f_{SNIb} \sim 3$  per secolo.

La distribuzione radiale delle stelle massicce nella Galassia, tuttavia, non è ben nota. Da un punto di vista teorico, sembra molto plausibile una distribuzione che segua quella delle nubi molecolari giganti di  $H_2$ , principali siti di formazione delle stelle massicce; altrettanto probabile è, però, che possano seguire le grandi regioni HII, la cui distribuzione nelle zone interne della Galassia differisce molto dalle prime.

Tenendo presente tutte le considerazioni riguardo agli effetti di metallicità, funzione di massa iniziale e distribuzione radiale delle sorgenti, si ottengono valori di  $M_{SN}(^{26}\text{Al}) = 0.2 - 1.4 M_\odot$  provenienti dalle SNe II e Ib e di  $M_{WR}(^{26}\text{Al}) = 0.2 - 0.5 M_\odot$  immessi dai venti delle stelle WR. Ciò implica, sulla base della presenza di  $\sim 2 - 3 M_\odot$  di  $^{26}\text{Al}$  nella Galassia, che le WR

sarebbero in grado di produrre circa il 20% dell' $^{26}\text{Al}$ , mentre le supernovae offrirebbero un contributo fino al 50%, rappresentando, di fatto, i più importanti siti di formazione di questo radioisotopo [19, Prantzos, 1993]; tuttavia, è evidente che le incertezze relative alle supernovae sono di gran lunga superiori a quelle riferite alle stelle di Wolf-Rayet.

I possibili contributi di novae e stelle AGB al contenuto di  $^{26}\text{Al}$  nella Galassia sono già stati discussi nella sezione 3; considerazioni legate alla natura intermittente dell'emissione a 1.809 MeV e l'analisi del profilo longitudinale del flusso osservato hanno portato a concludere che  $M_{\text{novae+AGB}} \leq 0.75 M_{\odot} \sim 25 - 30\% M_{\text{tot}}(^{26}\text{Al})$  [2, Diehl et al., 1994], completando così il quadro e la richiesta di sorgenti di produzione di  $^{26}\text{Al}$ .

## 5 Distribuzione dell' $^{26}\text{Al}$ nel Sistema Solare primordiale

C'è una forte evidenza che radionuclidi adesso estinti fossero un tempo presenti nel Sistema Solare primordiale (ESS: *Early Solar System*); essa proviene dall'analisi dei minerali nelle meteoriti che si sono formate nell'ESS e si manifesta come un eccesso dei prodotti del decadimento dei radioisotopi in questione. Si ritiene che questo materiale, presente nella nube proto-solare da cui si è formato il Sistema Solare 4.6 miliardi di anni fa, offra un accesso diretto all'ambiente circumstellare dal quale si è originato, premesso che si conosca il tipo di stella progenitrice. In particolare, quindi, i rapporti isotopici dei grani meteoritici pongono forti limiti ai processi di nucleosintesi che si sono verificati nella stella madre.

Oltre vent'anni di dati raccolti e di analisi della sovrabbondanza del  $^{26}\text{Mg}$  mostrano che il Sistema Solare si sia formato con un rapporto isotopico iniziale  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}} \sim 5 \times 10^{-5}$  (a cui ci si riferirà d'ora in avanti come rapporto "canonico") [8, Jacobsen et al., 2008]. Nonostante possano risultare delle deviazioni fino a un fattore 2 dal rapporto canonico, si può affermare che la concentrazione globale di  $^{26}\text{Al}$  nel disco solare fosse circa 10 volte più alta rispetto all'attuale valore medio nel mezzo interstellare, pari a  $3.0 \times 10^{-6}$  [9, Jura et al., 2013]. Tuttavia, anche se parte dell' $^{26}\text{Al}$  possa essere stato prodotto all'interno dell'ESS, la massima quantità di  $^{26}\text{Al}$  che la radiazione di particelle energetiche solari avrebbe potuto formare è insufficiente per giustificare il rapporto canonico di  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$  e, pertanto, deve esserci stata una sorgente esterna significativa di questo radioisotopo.

La sorgente stellare dell' $^{26}\text{Al}$  e il meccanismo secondo cui è stato introdotto nel Sistema Solare restano controversi. Le stelle AGB non sono associate a regioni di formazione stellare e la probabilità di un incontro tra una stella AGB e una nube molecolare è molto bassa, dell'ordine di  $2.5 \times 10^{-6}$  [6, Huss et al., 2009]. Nonostante progenitori massicci di supernovae siano comunemente associati a regioni di formazione stellare, la probabilità che l' $^{26}\text{Al}$  sia stato immesso nel *core* della nube protosolare o nel disco protoplanetario da una supernova vicina resta molto piccola ( $\sim 3 \times 10^{-3}$ ) [24, Williams & Gaidos, 2007]. Al fine di risolvere questa questione, recentemente è stata avanzata l'ipotesi [5, Gounelle & Meynet, 2012] che il Sole sia nato in una nube di formazione stellare di seconda generazione che era già arricchita di radionuclidi, tra cui l' $^{26}\text{Al}$ ; le diverse ipotesi sui progenitori stellari sono esposte nella sottosezione 5.2.

## 5.1 Analisi dei grani meteoritici

Le prime tecniche ad alta precisione per le analisi isotopiche del magnesio si sono sviluppate a metà degli anni '70, circa venti anni dopo che Urey (1955) avanzò l'ipotesi che radioisotopi come l' $^{26}\text{Al}$  potessero essere stati presenti all'epoca della formazione del Sistema Solare e che le prime fasi di fusione del materiale planetario fossero state provocate proprio dal riscaldamento causato dal loro decadimento. Queste tecniche hanno permesso di stabilire una correlazione tra l'eccesso di  $^{26}\text{Mg}$  e il rapporto  $\frac{^{27}\text{Al}}{^{24}\text{Mg}}$ ; tale legame rappresenta, pertanto, una prova significativa del fatto che la sovrabbondanza di  $^{26}\text{Mg}$  sia dovuta al decadimento *in situ* dell' $^{26}\text{Al}$ .

Se l' $^{26}\text{Al}$  risultasse distribuito uniformemente nell'ESS, le misure delle composizioni isotopiche del magnesio e i rapporti  $\frac{\text{Al}}{\text{Mg}}$  nei diversi materiali primitivi del Sistema Solare fungerebbero da cronometri di elevata precisione per stimare il tempo in cui si sono verificati gli eventi che hanno caratterizzato i primissimi stadi evolutivi del Sistema Solare. Tuttavia le analisi delle inclusioni ricche di calcio e alluminio (CAIs: *Calcium-Aluminium-rich Inclusions*) hanno riscontrato una stretta minoranza di questi materiali con un apparente deficit di  $^{26}\text{Mg}$ , che indicherebbe una distribuzione eterogenea dell' $^{26}\text{Al}$  [11, MacPherson et al., 1995]. Studi che risalgono agli inizi degli anni '90 e che hanno unito i risultati delle analisi petrologiche e isotopiche sono stati in grado di mostrare come questa anomalia sia causata da una redistribuzione isotopica del magnesio tra grani adiacenti dopo il decadimento di gran parte dell' $^{26}\text{Al}$  inizialmente presente.

Il campionamento di circa 1500 grani [11, MacPherson et al., 1995], provenienti da 61 meteoriti, mostra un limite superiore per il rapporto  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$  consistente con il valore iniziale di  $\sim 5 \times 10^{-5}$  (Figura 14). I dati isotopici del magnesio sono solitamente riportati in funzione dei valori  $\Delta^{25}\text{Mg}$  e  $\Delta^{26}\text{Mg}$ , espressi dalle relazioni:

$$\Delta^{25}\text{Mg} = \left[ \frac{\left(\frac{^{25}\text{Mg}}{^{24}\text{Mg}}\right)_{\text{mis}}}{\left(\frac{^{25}\text{Mg}}{^{24}\text{Mg}}\right)_{\text{std}}} - 1 \right] \times 1000 \quad \text{e} \quad \Delta^{26}\text{Mg} = \left[ \frac{\left(\frac{^{26}\text{Mg}}{^{24}\text{Mg}}\right)_{\text{mis}}}{\left(\frac{^{26}\text{Mg}}{^{24}\text{Mg}}\right)_{\text{std}}} - 1 \right] \times 1000,$$

dove *mis* indica i rapporti isotopici misurati e *std* quelli standard terrestri. Le misurazioni del  $^{26}\text{Mg}$  radiogenico richiedono, tuttavia, correzioni per il frazionamento (separazione parziale di due o più isotopi dello stesso elemento a produrre due sistemi con diversi rapporti isotopici) causato dalle differenze di velocità e di energia cinetica tra i diversi isotopi; è possibile esprimere l'eccesso di  $^{26}\text{Mg}$  corretto per frazionamento,  $\delta^{26}\text{Mg}$ , come:

$$\delta^{26}\text{Mg} = \Delta^{26}\text{Mg} - 2 \times \Delta^{25}\text{Mg}.$$

Il legame tra l'eccesso di  $^{26}\text{Mg}$  ( $\delta^{26}\text{Mg}$ ) e il rapporto iniziale  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$  è espresso dalla relazione:

$$\left(\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}\right)_i = \frac{\text{cost} \times \delta^{26}\text{Mg}}{\frac{^{27}\text{Al}}{^{24}\text{Mg}}},$$

dove la costante, pari a  $\sim 1.4 \times 10^{-4}$ , è calcolata sulla base del rapporto standard  $\frac{^{26}\text{Mg}}{^{24}\text{Mg}}$  sfruttato per ricavare l'eccesso  $\delta^{26}\text{Mg}$  [11, MacPherson et al., 1995].

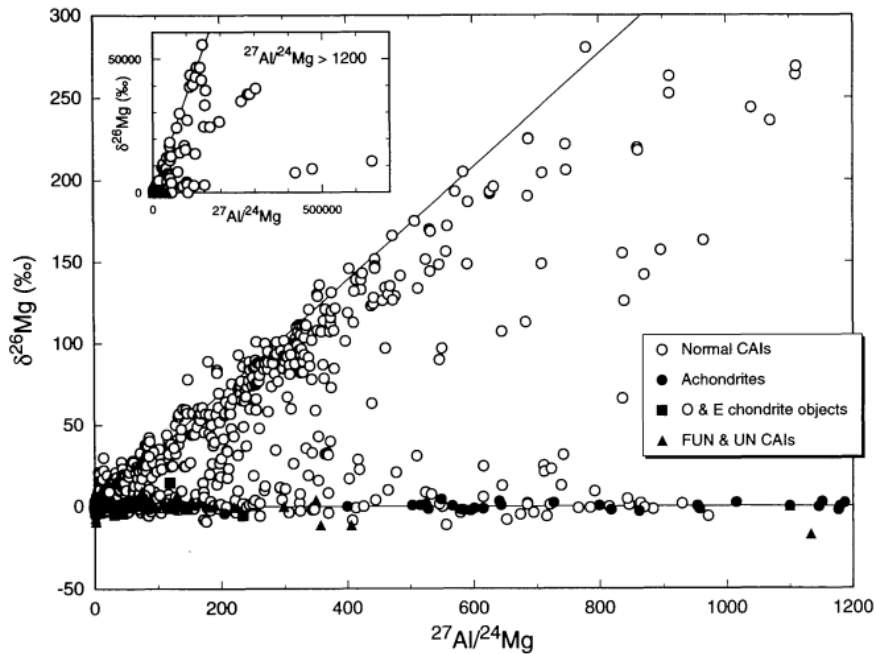


Figura 14: Diagramma isocrono  $\delta^{26}\text{Mg}$  vs.  $\frac{^{27}\text{Al}}{^{24}\text{Mg}}$  per tutti i dati meteoritici a disposizione. Le due linee continue corrispondono a rapporti iniziali di  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$  di 0 e  $5 \times 10^{-5}$ , rispettivamente. Nella legenda sono indicati i diversi tipi di materiali analizzati: CAIs ordinarie, acondriti (meteoriti differenziate, il cui materiale è stato sottoposto a fusione, differenziazione e ricristallizzazione), condriti (meteoriti indifferenziate) di tipo O ed E, FUN (*Fractionated and Undefined Nuclear effects*) e UN CAIs. Figura da [11, MacPherson et al., 1995].

Dall'analisi delle CAIs ordinarie risulta una distribuzione bimodale dei rapporti iniziali di  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$  con picchi attorno a  $\sim 4.5 \times 10^{-5}$  e  $\sim 0$  (Figura 15). L'istogramma mostrato in alto in Figura 15 riporta i dati delle analisi affetti da errori significativi, in quanto caratterizzati da un rapporto  $\frac{^{27}\text{Al}}{^{24}\text{Mg}} < 15$ , quindi relativamente basso. La maggior parte dei dati che ricadono in questa categoria presentano infatti valori ambigui, con  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}} < 0$  oppure  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}} > 6 \times 10^{-5}$ . Tutti gli altri istogrammi sono diversificati sulla base dei rapporti  $\frac{^{27}\text{Al}}{^{24}\text{Mg}}$ ; tra i campioni meteoritici analizzati, solo le CAIs ordinarie mostrano evidenze di una presenza diffusa di  $^{26}\text{Al}$  all'epoca della loro formazione.

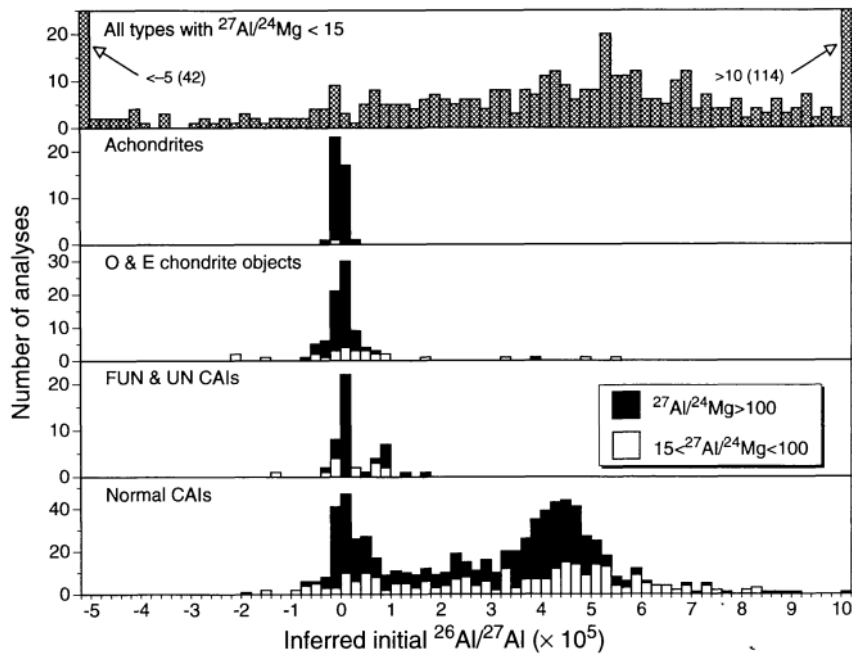


Figura 15: Istogrammi che mostrano la distribuzione dei rapporti iniziali di  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$  per tutti i dati meteoritici disponibili. I risultati con rapporti  $\frac{^{27}\text{Al}}{^{24}\text{Mg}} < 15$  sono rappresentati separatamente in alto perché i rapporti calcolati di  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$  per questi dati presentano grandi errori e sono pertanto incerti. Figura da [11, MacPherson et al., 1995].

Complessivamente i risultati suggeriscono che l' $^{26}\text{Al}$  fosse largamente distribuito in tutta la regione della nube pre-solare dove CAIs da diversi sottotipi di condriti si sono formate e che l'abbondanza generale di  $^{26}\text{Al}$  in relazione all' $^{27}\text{Al}$  fosse praticamente uniforme a  $\sim 4.5 \times 10^{-5}$ , ma che il  $^{26}\text{Mg}$

sia stato ridistribuito a seguito dei successivi processi che hanno caratterizzato i singoli materiali. In buona sostanza, se consideriamo il campione a nostra disposizione come rappresentativo della popolazione totale di CAIs e, di conseguenza, della regione nebulare in cui esse si sono formate, la nebulosa era inizialmente effettivamente eterogenea per quanto riguarda la distribuzione di  $^{26}\text{Al}$ , ma l'abbondanza dei materiali con piccole concentrazioni di  $^{26}\text{Al}$  (inclusioni FUN, acondriti, condriti carbonacee) era molto bassa. La conservazione delle anomalie di isotopi nucleari riscontrata nei FUN e nelle relative inclusioni implica che il deficit di  $^{26}\text{Mg}$  non è il risultato di riprocessamenti successivi delle inclusioni ordinarie; piuttosto, essa sta ad indicare l'esistenza di due serbatoi di isotopi di alluminio, con rapporti iniziali  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$  di 0 e  $\sim 5 \times 10^{-5}$ , rimasti praticamente separati.

È opportuno sottolineare come il picco a  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}} \sim 0$  potrebbe risultare in parte illusorio. Una volta che gran parte dell' $^{26}\text{Al}$  è decaduto, dopo qualche milione di anni, i riprocessamenti che avvengono a qualsiasi tempo successivo forniranno gli stessi risultati in termini di abbondanza isotopica; cioè, non ci sarà alcuna distinzione tra un evento avvenuto 5 milioni di anni dopo la formazione della CAI ed uno verificatosi 500 milioni di anni più tardi, pertanto il picco a  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}} \sim 0$  è cumulativo di tutti gli eventi che hanno preso luogo ad un tempo maggiore di 2 – 3 milioni di anni dopo l'origine della CAI.

Finora è stato dato per scontato che l'eccesso di  $^{26}\text{Mg}$  sia stato provocato dal decadimento *in situ* di  $^{26}\text{Al}$  presente nell'ESS; è lecito, però, chiedersi se esista la possibilità che queste concentrazioni elevate di  $^{26}\text{Mg}$  siano di origine "fossile", cioè che il  $^{26}\text{Mg}$ , originatosi dal decadimento dell' $^{26}\text{Al}$ , sia stato trasportato nel Sistema Solare in grani di polvere interstellare molto tempo prima della formazione del Sistema Solare e che, pertanto, non abbia niente a che fare con la presenza di  $^{26}\text{Al}$  nell'ESS. La principale tesi a sostegno di questa ipotesi riguarda l'eterogeneità della distribuzione di  $^{26}\text{Al}$ ; tuttavia la maggior parte delle CAIs hanno attraversato un tale numero di processi nell'ESS (tra cui la fusione) che qualsiasi eventuale grano interstellare che trasportasse  $^{26}\text{Mg}$  fossile, con tutta probabilità, non sarebbe stato preservato. Inoltre l'interpretazione originale secondo cui l'eccesso di  $^{26}\text{Mg}$  sia dovuto al decadimento *in situ* dell' $^{26}\text{Al}$  si basa non solo sull'osservazione di una correlazione tra questa sovrabbondanza e il rapporto  $\frac{^{27}\text{Al}}{^{24}\text{Mg}}$ , ma anche dall'implicazione petrografica che le inclusioni si siano originate come sistemi in equilibrio e devono, quindi, avere rapporti interni uniformi di  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$  e  $\frac{^{26}\text{Mg}}{^{24}\text{Mg}}$  [11, MacPherson et al., 1995]. Un'altra argomentazione a sfavore del modello del  $^{26}\text{Mg}$  fossile è la robustezza del limite superiore dei rapporti di  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$ , pari a  $\sim 5 \times 10^{-5}$  per un'enorme varietà di inclusioni provenienti da un gran numero



di diverse meteoriti (Figura 16): qualsiasi miscuglio dei grani trasportatori del  $^{26}\text{Mg}$  fossile con altri grani ospiti di magnesio di tipo "Sistema Solare" dovrebbe portare a diverse varietà dei rapporti iniziali di  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$ , a meno che questo scambio non dia origine ad un rapporto sorprendentemente costante; non c'è alcuna ragione, però, per cui debba essere così. Tutte le prove a nostra disposizione conducono alla conferma dell'ipotesi che l' $^{26}\text{Al}$  fosse realmente presente nell'ESS e che il suo decadimento *in situ* sia responsabile per l'eccesso di  $^{26}\text{Mg}$  attualmente osservato nel materiale primitivo che compone le meteoriti.

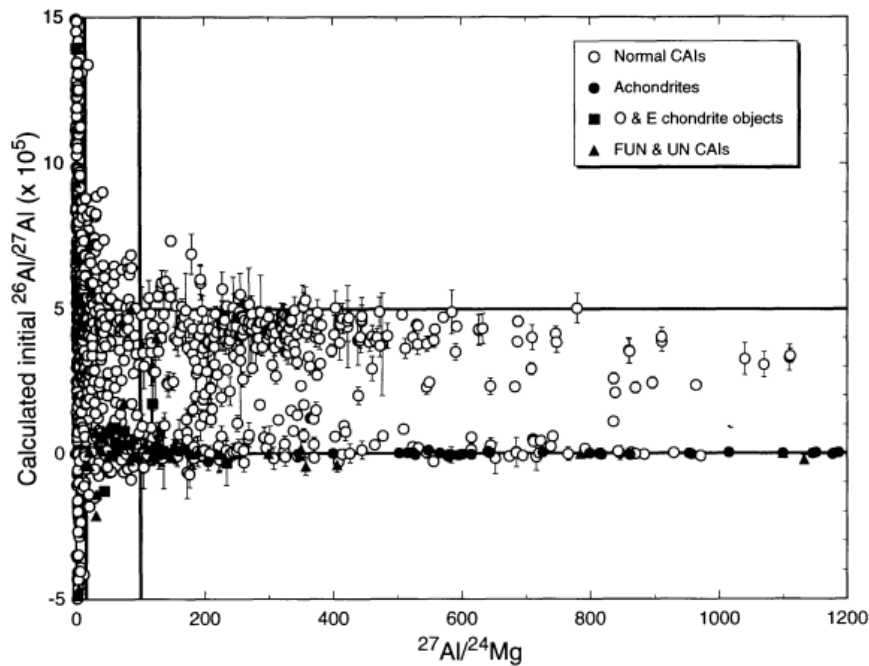


Figura 16: Valori dei rapporti iniziali  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$  vs.  $\frac{^{27}\text{Al}}{^{24}\text{Mg}}$  per tutti i dati meteoritici. Tutti i risultati che hanno mostrato  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}} > 8 \times 10^{-5}$  hanno  $\frac{^{27}\text{Al}}{^{24}\text{Mg}} < 50$ , ad indicare che i valori troppo elevati di  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}}$  sono frutto dei grandi errori associati a valori molto bassi di  $\frac{^{27}\text{Al}}{^{24}\text{Mg}}$ . Tutte le barre d'errore mostrate risultano da  $\pm 2\sigma$ . Figura da [11, MacPherson et al., 1995].

## 5.2 Probabilità di formazione di un sistema planetario con abbondanza di $^{26}\text{Al}$ simile al Sistema Solare

Mentre un numero sempre maggiore di sistemi planetari viene individuato attorno a stelle di tipo solare, è importante sapere quanto comuni siano le proprietà del Sistema Solare e quali siano state le circostanze che hanno portato alla sua nascita e alla sua formazione.

L'antica presenza del radioisotopo  $^{26}\text{Al}$  rilevata nei detriti primordiali del Sistema Solare ne rappresenta una delle caratteristiche più peculiari ed interessanti. L'obiettivo di questa sezione è quello di provare a stimare quanto sia probabile la formazione di un sistema planetario simile a quello solare in termini di abbondanza di  $^{26}\text{Al}$ .

Le più recenti misurazioni di densità e tempi di vita degli ammassi stellari [4, Gounelle, 2015] mostrano che le proprietà dinamiche del Sistema Solare non sono compatibili con la sua nascita in un grande ammasso. A lungo si è ritenuto che la presenza di radionuclidi nel Sistema Solare dovesse essere attribuita all'immissione di questi elementi nel denso *core* solare o nel disco protoplanetario da parte di una supernova vicina ( $< 1$  pc). Tuttavia la presenza di una supernova entro un parsec di distanza tende ad essere esclusa dai modelli di formazione stellare; inoltre, le supernovae producono  $^{60}\text{Fe}$  in eccesso rispetto all' $^{26}\text{Al}$  e alla rispettiva abbondanza iniziale nell'ESS.

L'azione di una stella Wolf-Rayet con  $M_i \geq 60 M_\odot$  è altrettanto poco probabile, in quanto queste stelle sono molto rare ed evolvono velocemente esplodendo come supernovae e rilasciando quindi nuovamente  $^{60}\text{Fe}$  in quantità troppo elevate rispetto a quelle riscontrate nel nostro sistema planetario.

Recentemente è stata avanzata un'ipotesi alternativa [5, Gounelle & Meynet, 2012]: è possibile che l' $^{26}\text{Al}$  sia stato immesso in una densa regione di formazione stellare di circa  $1000 M_\odot$ , a seguito dei venti di una stella massiccia rotante (Figura 17). I modelli che includono la rotazione delle stelle massicce prevedono che l'immissione di materiale nella regione in formazione inizi non appena la stella entra nella fase della sequenza principale; la durata del processo è dell'ordine di qualche milione di anni, pertanto si conclude molto prima dell'esplosione come supernova. Quando questa regione diventa abbastanza densa e gravitazionalmente instabile, collassa e si forma una seconda generazione di stelle che contengono  $^{26}\text{Al}$ . Calcoli dettagliati hanno mostrato che se la stella progenitrice, battezzata *Coatlicue*, possedesse una massa superiore ad  $M_{min} = 32 M_\odot$  [5, Gounelle & Meynet, 2012], l'abbondanza di  $^{26}\text{Al}$  nella regione risulterebbe pari o superiore rispetto a quella del Sistema Solare, a seconda dell'efficienza dei meccanismi di mescolamento del materiale trasportato dai venti con la regione di formazione stellare.

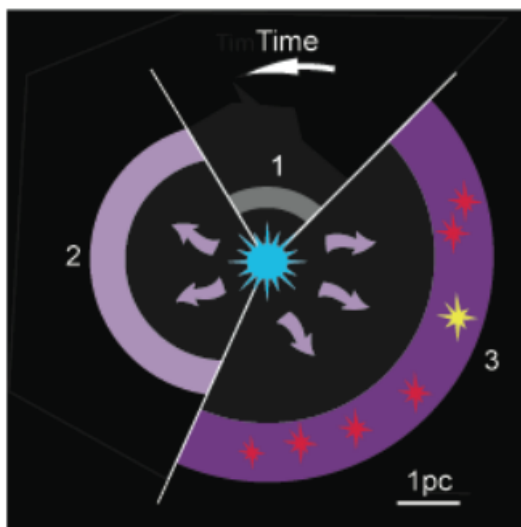


Figura 17:  $^{26}\text{Al}$  inglobato in una densa regione creata dai venti di una stella massiccia. Le fasi 1 e 2 mostrano il gas interstellare che si compatta e l'immissione di  $^{26}\text{Al}$  (rappresentata dalle frecce). La fase 3 corrisponde al collasso gravitazionale di questa regione e alla formazione di una nuova (e ricca di  $^{26}\text{Al}$ ) generazione di stelle, incluso il Sole (in giallo). L'intero processo dura qualche milione di anni. Figura da [3, Gounelle, 2014].

Basandosi su questo modello, in linea con le osservazioni di formazione stellare indotta all'interno di dense regioni attorno a stelle massicce, è possibile individuare le dimensioni dei più probabili ammassi stellari introducendo due condizioni: (i) l'ammasso a cui *Coatlicue* apparteneva deve aver ospitato almeno una stella più massiccia di  $M_{min} = 32 M_{\odot}$  e (ii) deve aver contenuto meno di  $n_B = 5$  stelle più massicce di  $M_{SN} = 8 M_{\odot}$ , al fine di evitare la formazione di una *superbubble* [3, Gounelle, 2014] che avrebbe comportato una perdita di  $^{26}\text{Al}$  nella regione, piuttosto che un accumulo. Simulando la funzione iniziale di massa stellare (IMF) con metodi Monte-Carlo, è possibile calcolare la densità di probabilità che le due condizioni appena esposte siano soddisfatte, in funzione della dimensione dell'ammasso; i risultati sono riportati in Figura 18.

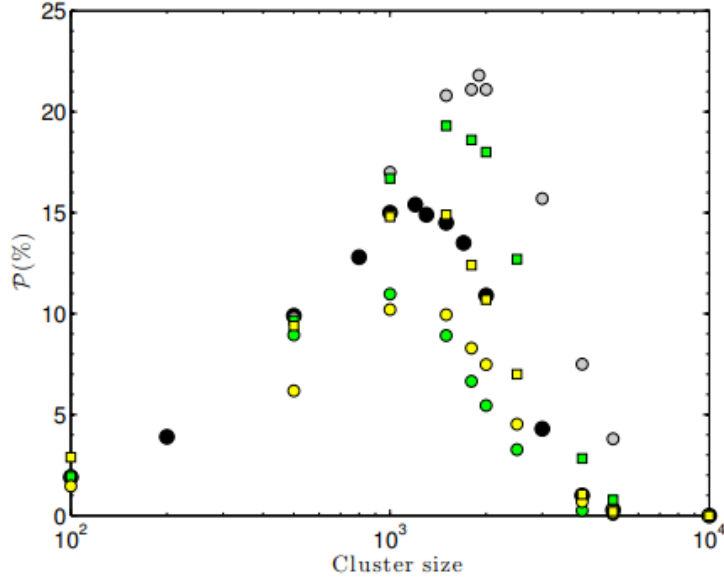


Figura 18: Probabilità teorica per un ammasso di soddisfare la doppia condizione necessaria per una stella massiccia per immettere  $^{26}\text{Al}$  in abbondanze solari in una densa regione di formazione stellare (per maggiori dettagli, si veda il testo). Per ogni punto, l’IMF è stata simulata 10000 volte. *Cerchi neri*:  $n_B = 5$ ,  $M_{min} = 32 M_\odot$  e  $M_{SN} = 8 M_\odot$ . *Cerchi grigi*:  $n_B = 5$ ,  $M_{min} = 32 M_\odot$  e  $M_{SN} = 10 M_\odot$ . *Cerchi verdi*:  $n_B = 4$ ,  $M_{min} = 32 M_\odot$  e  $M_{SN} = 8 M_\odot$ . *Quadrati verdi*:  $n_B = 6$ ,  $M_{min} = 32 M_\odot$  e  $M_{SN} = 8 M_\odot$ . *Cerchi gialli*:  $n_B = 5$ ,  $M_{min} = 40 M_\odot$  e  $M_{SN} = 8 M_\odot$ . *Quadrati gialli*:  $n_B = 5$ ,  $M_{min} = 25 M_\odot$  e  $M_{SN} = 8 M_\odot$ . Figura da [4, Gounelle, 2015].

Vi è un evidente picco per  $N \approx 1200$  stelle e, nonostante i parametri  $n_B$ ,  $M_{min}$  ed  $M_{SN}$  varino per i dati espressi in Figura 18, il valore del picco non cambia eccessivamente e rientra in un intervallo di  $1000 - 2000$  stelle. Assumendo un’efficienza di formazione stellare del 30% ed una massa media per le stelle appena formate pari a  $0.5 M_\odot$  [5, Gounelle & Meynet, 2012], si prevede che il nostro Sole possa essersi formato assieme a circa 600 stelle nella regione natale di  $1000 M_\odot$ .

È possibile determinare la frazione di ammassi che realizzano la doppia condizione sfruttando la conoscenza del numero di distribuzioni  $\frac{dN}{dM}$  degli ammassi stellari, che si stima che vari come  $N^{-2}$  per dimensioni di ammasso  $10^2 < N < 5 \times 10^5$  [24, Williams & Gaidos, 2007]. Usando la distribuzione rappresentata dai cerchi neri in Figura 18, cioè quella precedentemente esposta basata sui parametri  $n_B = 5$ ,  $M_{min} = 32 M_\odot$  e  $M_{SN} = 8 M_\odot$ , si calcola

una frazione pari all'incirca al 5% degli ammassi totali. Infine, considerando l'intero intervallo entro cui variano i parametri  $n_B$ ,  $M_{min}$  ed  $M_{SN}$ , si ottiene che questa percentuale oscilla tra il 3.5 ed il 5.8%.

Nonostante questa non indichi necessariamente la probabilità di formazione di un sistema planetario che contenga  $^{26}\text{Al}$  in abbondanze solari, i risultati suggeriscono che circa il 5% di tutti gli ammassi offra le condizioni favorevoli per produrre una seconda generazione di stelle (e pianeti) in cui l' $^{26}\text{Al}$  può essere rilevato. Si tenga presente, infatti, che ciascuno di questi ammassi produrrà centinaia di stelle di piccola massa e pianeti [5, 3, Gounelle & Meynet, 2012; Gounelle, 2014].

Qualche per cento è, in realtà, un valore relativamente alto: nonostante non rappresenti la normalità, la presenza di  $^{26}\text{Al}$  nei sistemi planetari è tutt'altro che una rara eccezione. Questo, a sua volta, comporta che la formazione di stelle indotta da una progenitrice massiccia rotante della sequenza principale sia una modalità comune e generica di formazione stellare.

## 6 Conclusioni

A seguito dell'analisi dei processi di produzione dell' $^{26}\text{Al}$  e della rilevazione dell'emissione  $\gamma$  a 1.809 MeV associata al decadimento del suo stato fondamentale, sono naturalmente emerse varie ipotesi a riguardo dei possibili siti stellari responsabili dell'immissione di quest'isotopo radioattivo nel mezzo interstellare. Sulla base di diversi parametri (tra i quali: temperature sufficientemente elevate, efficienza di produzione superiore a quella di fusione, episodi di perdita di massa) l'indagine ha condotto a reputare novae, stelle AGB, supernovae a collasso nucleare (di tipo II e Ib) e stelle di Wolf-Rayet le principali sorgenti di produzione di  $^{26}\text{Al}$ . Dai risultati delle osservazioni effettuate dagli spettrometri HEAO-C [13, Mahoney et al., 1984], COMPTEL [2, Diehl et al., 1994] e SPI [1, Diehl et al., 2006], è stato possibile ricavare informazioni cruciali per la comprensione della distribuzione dell' $^{26}\text{Al}$  nella Galassia.

In primo luogo, le analisi del flusso osservato da HEAO-C e da COMPTEL hanno permesso di effettuare una stima del contenuto in massa dell' $^{26}\text{Al}$  nel mezzo interstellare, risultato pari a  $\sim 2 - 3 M_{\odot}$ . Con le dovute assunzioni, è stato inoltre possibile calcolare i singoli contributi provenienti dai diversi siti di produzione: le novae e le stelle AGB, con un contenuto di  $^{26}\text{Al}$  immesso nell'ISM inferiore a  $0.75 M_{\odot}$ , offrono un contributo attorno al 25 – 30%; alle stelle più massicce, come quelle che evolvono nelle fasi di Wolf-Rayet e supernovae a collasso nucleare, si deve il restante 70%, con contributi all'incirca del 20% per le WR e del 50% per le SNe II/Ib. La natura intermittente dell'emissione  $\gamma$  osservata da COMPTEL conferma per le stelle massicce lo status di principali responsabili del contenuto galattico di  $^{26}\text{Al}$ .

Negli ultimi anni, l'analisi dei dati raccolti dalla *survey* di SPI ha condotto al seguente, fondamentale, risultato, che ha offerto la possibilità di trattare con estrema facilità gli esiti delle misurazioni precedenti: l' $^{26}\text{Al}$  co-ruota con la Galassia, a conferma del fatto che le sorgenti brillanti individuate non siano di origine locale (cioè nelle vicinanze del Sistema Solare), ma che appartengano alle zone interne della Via Lattea. Un eventuale risultato che si fosse discostato da questo avrebbe condotto a sovrastimare l'abbondanza galattica di  $^{26}\text{Al}$ .

Le analisi isotopiche effettuate su un gran numero di grani meteoritici [11, MacPherson et al., 1995] hanno evidenziato la larga distribuzione dell' $^{26}\text{Al}$  nella regione della nube pre-solare ove le CAIs si sono formate e l'uniformità del rapporto  $\frac{^{26}\text{Al}}{^{27}\text{Al}} \sim 4.5 \times 10^{-5}$ ; quest'ultima caratteristica ha confermato l'ipotesi che l'eccesso di  $^{26}\text{Mg}$  misurato in queste inclusioni sia stato causato proprio dal decadimento *in situ* dell' $^{26}\text{Al}$ , e che quindi questo radioisotopo, oggi estinto nei dintorni solari, fosse realmente presente nelle prime epoche

del nostro sistema planetario.

L'investigazione delle possibili sorgenti responsabili della presenza di  $^{26}\text{Al}$  nella nebulosa pre-solare ha condotto ad interessanti conclusioni riguardo alla formazione del Sistema Solare. L'ipotesi attualmente più accreditata [5, Gounelle & Meynet, 2012] è che il Sole sia una stella di seconda generazione formatasi in una densa regione ( $M \sim 1000 M_{\odot}$ ) rifornita dai venti di una stella rotante della sequenza principale di massa  $M \geq 32 M_{\odot}$ , appartenente ad un ammasso ospitante circa  $N \approx 1200$  stelle. I parametri richiesti per soddisfare i valori delle abbondanze isotopiche dell'alluminio hanno, infine, permesso di stimare che la probabilità di formazione di un sistema planetario simile a quello solare in termini di contenuto di  $^{26}\text{Al}$  si aggiri attorno a qualche percento [3, Gounelle, 2014]. Questo valore, all'apparenza relativamente basso, si traduce, per ciascun ammasso, nella formazione di centinaia di stelle e pianeti [5, 3, Gounelle & Meynet, 2012; Gounelle, 2014] ed implica che le circostanze che hanno portato alla formazione e all'evoluzione del Sistema Solare non rappresentino, quindi, una rara eccezione.

## Riferimenti bibliografici

- [1] R. Diehl, H. Halloin, K. Kretschmer, G.G. Lichti, V. Schoenfelder, A.W. Strong, A. Von Kienlin, W. Wang, P. Jean, J. Knoedlseder, et al. Radioactive  $^{26}\text{Al}$  from massive stars in the galaxy. *Nature*, 439(7072):45, 2006.
- [2] R. Diehl, H. Steinle, A. Strong, V. Schoenfelder, M. Varendorff, K. Bennett, G.G. Lichti, H. Bloemen, C. Dupraz, W. Hermsen, et al. Comptel observations of galactic  $^{26}\text{Al}$  emission. Technical report, SCAN-9503047, 1994.
- [3] M. Gounelle. Aluminium-26 in the Early Solar System: A Probability Estimate. In *Lunar and Planetary Science Conference*, volume 45, page 2113, March 2014.
- [4] M. Gounelle. The abundance of  $^{26}\text{Al}$ -rich planetary systems in the galaxy. *Astronomy & Astrophysics*, 582:A26, 2015.
- [5] M. Gounelle and G. Meynet. Solar system genealogy revealed by extinct short-lived radionuclides in meteorites. *Astronomy & Astrophysics*, 545:A4, 2012.
- [6] G. R. Huss, B.S. Meyer, G. Srinivasan, J.N. G., and S. Sahijpal. Stellar sources of the short-lived radionuclides in the early solar system. *Geochimica et Cosmochimica Acta*, 73(17):4922–4945, 2009.
- [7] C. Iliadis, A. Champagne, A. Chieffi, and M. Limongi. The effects of thermonuclear reaction rate variations on  $^{26}\text{Al}$  production in massive stars: a sensitivity study. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 193(1):16, 2011.
- [8] B. Jacobsen, Q. Yin, F. Moynier, Y. Amelin, A.N. Krot, K. Nagashima, I.D. Hutcheon, and H. Palme.  $^{26}\text{Al}$ – $^{26}\text{Mg}$  and  $^{207}\text{Pb}$ – $^{206}\text{Pb}$  systematics of allende cais: canonical solar initial  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  ratio reinstated. *Earth and Planetary Science Letters*, 272(1-2):353–364, 2008.
- [9] M. Jura, S. Xu, and E.D. Young.  $^{26}\text{Al}$  in the early solar system: Not so unusual after all. *The Astrophysical Journal Letters*, 775(2):L41, 2013.
- [10] J. Knoedlseder, M. Valsesia, M. Allain, S. Boggs, R. Diehl, P. Jean, K. Kretschmer, J.P. Roques, V. Schoenfelder, G. Vedrenne, et al. Spi/integral observation of 1809 keV gamma-ray line emission from the cygnus x region. *arXiv preprint astro-ph/0405501*, 2004.



- [11] G.J. MacPherson, A.M. Davis, and E.K. Zinner. The distribution of aluminum-26 in the early solar system—a reappraisal. *Meteoritics*, 30(4):365–386, 1995.
- [12] W.A. Mahoney, J.C. Ling, A.S. Jacobson, and R.E. Lingenfelter. Diffuse galactic gamma-ray line emission from nucleosynthetic fe-60, al-26, and na-22—preliminary limits from heao 3. *The Astrophysical Journal*, 262:742, 1982.
- [13] W.A. Mahoney, J.C. Ling, Wm. A. Wheaton, and A.S. Jacobson. Heao 3 discovery of al-26 in the interstellar medium. *The Astrophysical Journal*, 286:578–585, 1984.
- [14] N. Mowlavi. Aluminum 26 production by agb stars. In *Exploring the Gamma-Ray Universe*, volume 459, pages 51–54, 2001.
- [15] N. Mowlavi and G. Meynet. Aluminum 26 production in asymptotic giant branch stars. *Astronomy and Astrophysics*, 361:959–976, 2000.
- [16] U. Oberlack, K. Bennett, H. Bloemen, R. Diehl, C. Dupraz, W. Hermesen, J. Knoedlseder, D. Morris, V. Schoenfelder, A. Strong, et al. The comptel 1.809 mev all-sky image. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 120:311–314, 1996.
- [17] M. Politano, S. Starrfield, J.W. Truran, A. Weiss, and W.M. Sparks. Hydrodynamic studies of accretion onto massive white dwarfs: Onemg-enriched nova outbursts. i. dependence on white dwarf mass. *The Astrophysical Journal*, 448:807, 1995.
- [18] N. Prantzos. Production and distribution of  $^{26}\text{Al}$  in the galaxy: The role of massive stars. In *AIP Conference Proceedings*, volume 232, pages 129–148. AIP, 1991.
- [19] N. Prantzos. Radioactive  $^{26}\text{Al}$  from massive stars: production and distribution in the galaxy. In *AIP Conference Proceedings*, volume 280, pages 52–63. AIP, 1993.
- [20] O. Straniero, G. Imbriani, F. Strieder, D. Bemmerer, C. Brogгинi, A. Cacioli, P. Corvisiero, H. Costantini, S. Cristallo, A. DiLeva, et al. Impact of a revised  $^{25}\text{Mg}(p, \gamma)^{26}\text{Al}$  reaction rate on the operation of the mg-al cycle. *The Astrophysical Journal*, 763(2):100, 2013.
- [21] J.W. Truran and M. Livio. On the frequency of occurrence of oxygen-neon-magnesium white dwarfs in classical nova systems. *The Astrophysical Journal*, 308:721–727, 1986.

- [22] R. Walter and A. Maeder. The synthesis of al-26 in massive stars. *Astronomy and Astrophysics*, 218:123–130, 1989.
- [23] A. Weiss and J.W. Truran. Na-22 and al-26 production and nucleosynthesis in novae explosions. *Astronomy and Astrophysics*, 238:178–186, 1990.
- [24] J.P. Williams and E. Gaidos. On the likelihood of supernova enrichment of protoplanetary disks. *The Astrophysical Journal Letters*, 663(1):L33, 2007.

## Ringraziamenti

Vorrei innanzitutto ringraziare la Professoressa Paola Marigo, relatrice di questa tesi, per i preziosi suggerimenti e la grande disponibilità.

Ringrazio i docenti e i miei compagni di corso, con i quali ho avuto il piacere di condividere questi tre, intensi, anni.

Ringrazio i miei genitori per avermi offerto, senza indugi e con pieno sostegno, l'opportunità di seguire le mie inclinazioni.

Ringrazio mia sorella, sempre pronta a porgermi la mano.

Ringrazio i miei nonni, che hanno creduto in me prima ancora che lo facessi io.

Desidero, infine, ringraziare coloro che, tra un messaggio sincero ed un "ben-tornato", non hanno mai smesso di ricordarmi cosa voglia dire sentirsi a casa.