

Alma Mater Studiorum - Università di Bologna

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

**Abbondanza di litio nelle stelle nane di alone
usando la fotometria Gaia**

Tesi di Laurea Magistrale

Presentata da:
Domizia Tallone

Relatore:
Prof. Alessio Mucciarelli

Appello IV
Anno Accademico 2021-2022

*Ai miei zii Sergio e
Massimo e a mia zia
Simonetta*

Abstract

Il litio, secondo il modello di nucleosintesi del Big Bang, viene prodotto a seguito dell'espansione dell'Universo che provoca la diminuzione della temperatura del plasma primordiale. Questa diminuzione della temperatura permette la sintesi dei primi elementi, quali H , D , 3He , 4He , 7Li e tracce di 6Li , Be e B.

Negli anni Ottanta, con l'avvento di spettrografi ad alta risoluzione montati su telescopi della classe 3-4 metri, è stato possibile misurare l'abbondanza di Li in stelle nane di alone (Spite & Spite, 1982). L'abbondanza di Li nelle stelle nane di Popolazione II desta da subito grande attenzione, poiché mostra un valore costante in un ampio intervallo di metallicità ($-2.5 < [Fe/H] < -1.2$) e di temperatura effettiva ($T_{eff} > 5800$ K). Tale andamento dell'abbondanza di litio prende il nome di *Plateau di Spite*, ed è stato interpretato come una misura dell'abbondanza primordiale dell'elemento.

Due decenni dopo la scoperta dello Spite Plateau, grazie alle misurazioni WMAP del fondo cosmico a microonde, è stato possibile ottenere i valori delle costanti cosmologiche (Spergel et al., 2003).

La densità barionica ha un valore di $\Omega_b h^2 = 0.024 \pm 0.001$ e un rapporto barioni-fotoni $\eta = 6.14 \pm 0.25 \times 10^{-10}$ che comporta un valore di litio di

$$A({}^7Li) = 2.72[dex]$$

$$A({}^6Li) = -2.00[dex]$$

$${}^6Li/{}^7Li \sim 2 \cdot 10^5$$

Le abbondanze degli elementi leggeri previste sono in accordo con quelle misurate, tranne che per il litio. Il valore dello Spite Plateau è infatti inferiore di un fattore 3-4. Tale problema del litio rimane ancora oggi una sfida aperta, sia per i modelli stellari sia per il modello di nucleosintesi del Big Bang.

Dal punto di vista stellare infatti, l'abbondanza di litio nelle stelle nane può dipendere sia dalla presenza della convezione (il 7Li brucia a temperature di 2.5×10^6 K e il 6Li a 2×10^6 K) sia dalla diffusione (che trasportano parte del litio sotto la fotosfera).

Un altro aspetto ancora non chiarito riguarda la scoperta del Li-meltdown, ovvero una diminuzione dell'abbondanza di litio nelle stelle nane con $[Fe/H] < -2.5 / -3$ dex. Questo calo non viene osservato nelle stelle giganti e ciò ha portato a pensare che le misure nelle stelle nane non riflettano una vera sottoabbondanza di litio (Mucciarelli et al., 2022).

Per questo è importante riuscire ad identificare precisamente lo stato evolutivo delle stelle finora studiate. A tal proposito le incertezze sia in temperatura sia in gravità superficiale non permettono di identificare esattamente lo stato evolutivo di ogni stella.

Misure più accurate e precise delle caratteristiche principali delle stelle possono rilevare che, talvolta, si considerino stelle di Sequenza Principale, sorgenti in fasi successive ad essa.

Risolvere il problema del litio è fondamentale per comprendere l'abbondanza primordiale di litio - e quindi la validità delle assunzioni nel modello di nucleosintesi primordiale- e comprendere i meccanismi di trasporto degli elementi nelle stelle.

Nel seguente lavoro sono state studiate stelle nane con metallicità basse, prese da lavori passati in cui veniva misurata l'abbondanza di litio. Una volta ottenuto il campione si è lavorato sui dati di Gaia, in particolare sull'ultima edizione rilasciata nel Giugno del 2022 ([Gaia Collaboration et al., 2021](#)).

Grazie ad essa è stato possibile ottenere la temperatura e la luminosità di ogni stella tramite dati fotometrici e misure della parallasse molto accurati. L'uso di Gaia sulle stelle di alone ha permesso di: lavorare su un campione formato da parametri omogenei e precisi, conoscere lo stato evolutivo delle stelle e quindi discriminare tra stelle post-First Dredge Up, subgiganti e stelle di bassa Sequenza Principale con strutture principalmente convettive.

Tale lavoro permette per la prima volta di discutere la distribuzione dell'abbondanza di Li nelle stelle nane alla luce del loro stato evolutivo. Il campione di Gaia conferma la presenza del Plateau di Spite con un valore di $A(Li) \sim 2.29$ dex, e una caduta dell'abbondanza e un aumento dello scatter per sorgenti $[Fe/H] < -2.6$ dex (Li meltdown).

In particolare, viene dimostrato come il Li meltdown non possa essere spiegato semplicemente come dovuto a stelle binarie o post First Dredge Up.

Indice

1	Il problema del Litio	1
1.1	Il modello di nucleosintesi primordiale del Big Bang	2
1.1.1	La formazione dei primi elementi	2
1.2	Il Plateau di Spite	5
1.3	Li meltdown	9
1.4	Interpretazioni teoriche	11
1.4.1	La convezione negli interni stellari	11
1.4.2	La diffusione e la turbolenza	12
1.4.3	Alternative alla SBBN	16
1.5	Abbondanza di litio in stelle di RGB	17
1.6	Problemi aperti	20
1.6.1	Le fonti di incertezza primarie	21
2	Campione osservativo	23
2.1	La missione Gaia	23
2.2	Selezione del campione	25
2.3	Caratteristiche del campione	28
2.4	Parametri stellari da Gaia EDR3	32
2.4.1	La temperatura effettiva	34
2.4.2	Luminosità e $\text{Log}(g)$	36
2.5	Omogenizzazione di $A(\text{Li})$ e $[Fe/H]$	38
2.5.1	Diagramma di Kiel di letteratura e di Gaia	40
3	Analisi del campione	42
3.1	Sorgenti affette da errori sui parametri	42
3.1.1	Incertezza fotometrica	44
3.1.2	Errore sulla parallasse	47
3.2	Le stelle post-FDU	50
3.3	Cut off ad alte metallicità	55
3.4	Binarietà	56
3.4.1	BSS	58
3.5	CEMP stars	60
3.6	Selezione finale del campione	62
4	Discussione dei risultati	65
4.1	Le stelle di MS e di SGB	65
4.2	Cut off a basse temperature	68

4.3	Abbondanza di A(Li)	71
4.3.1	Campione α	71
4.3.2	Campione β	73
5	Conclusioni e prospettive future	75
5.1	Risultati	76
5.2	Prospettive future	77

Capitolo 1

Il problema del Litio

Il Litio è un elemento chimico di elevata importanza, essendo uno dei pochi elementi formatosi durante la nucleosintesi del Big Bang (BBN). Esso quindi rappresenta un potente test per validare il modello di BBN. I modelli più accreditati affermano che la maggior parte del litio esistente si sia originato dopo il Big Bang e non tramite fenomeni di fusione nucleare nelle stelle, le quali sono tra le principali responsabili della produzione dei metalli.

La misura delle abbondanze di Li in stelle di Sequenza Principale (MS) di Popolazione II è stata usata per decenni come indicatore dell'abbondanza primordiale di litio (Spite & Spite, 1982; Bonifacio & Molaro, 1997).

Successivamente, le misure fornite dalle missioni Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP, Spergel et al., 2003) e Planck (Planck Collaboration et al., 2016), hanno permesso di ottenere la densità barionica con elevata precisione e conseguentemente di derivare il valore primordiale del Li.

I due valori, quello "cosmologico" e quello misurato dalle stelle di popolazione II, sono discrepanti di un fattore $\sim 3 - 4$.

Il cosiddetto problema del litio si riferisce proprio a questa discrepanza e da due decenni sfida le nostre conoscenze di evoluzione stellare e di cosmologia.

Il modello standard di nucleosintesi del Big Bang (SBBN) è basato sulla fisica nucleare dell'Universo primordiale e sul modello Lambda-Cold Dark Matter (Λ CDM). Grazie ad esso è possibile riprodurre le abbondanze chimiche degli elementi leggeri al variare della densità barionica. La nucleosintesi primordiale è responsabile di una grande produzione di elio, altrimenti inspiegabile, considerando la sola produzione negli interni stellari. La SBBN è avvalorata dalle misure di abbondanza di elio, ricavate attraverso le osservazioni di regioni di idrogeno ionizzato extragalattiche, le quali sono povere di metalli. L'abbondanza di elio primordiale è di $Y = 0.25$, e non può essere riprodotta in così poco tempo attraverso la sola fusione nucleare nelle stelle. A differenza del Litio, osservato nelle stelle povere di metalli di piccola massa, l'elio non può essere osservato in stelle più fredde di $T_{eff} \sim 10^4 K$, per la grande differenza di energia tra lo stato fondamentale e lo stato eccitato. Le abbondanze primordiali degli elementi leggeri costituiscono una conferma del modello di nucleosintesi primordiale. L'unico elemento che, osservativamente, mostra discordanza è il litio. Si parla solo di elementi leggeri (H , D , 3He , 4He , 7Li , 6Li e tracce di Be e B) perché le temperature elevate hanno impedito la formazione di elementi più pesanti.

1.1 Il modello di nucleosintesi primordiale del Big Bang

Una conferma importante del modello di SBBN è stata l'osservazione del fondo cosmico a microonde.

Lo studio delle anisotropie del fondo cosmico a microonde (CMB) e il censimento della foresta di Lyman-alfa ad alto redshift permettono di fissare il valore di Ω_b .

Il valore ricavato tramite la missione WMAP restituisce un $\Omega_b h^2 = 0.024 \pm 0.001$ e un rapporto barioni-fotoni di $\eta = 6.14 \pm 0.25 \times 10^{-10}$ (Spergel et al., 2003).

Il secondo metodo, il censimento della foresta Lyman-alfa, misura la densità dalle linee di assorbimento di HI e HeII lungo la linea di vista di Quasar ad alto redshift. Nonostante questo metodo vada incontro a diverse problematiche, quali la ionizzazione del gas osservato, risulta coerente (valore pari a $\Omega_b h^2 \sim 0.02$, Riediger et al., 1998) con le osservazioni della CMB se si tiene conto degli errori, in questo caso maggiori.

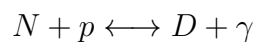
1.1.1 La formazione dei primi elementi

Il modello di SBBN dipende dal rapporto $\eta = \frac{N_b}{N_\gamma} = \text{cost} \cdot 10^{-8} \Omega_b h^2$, dal momento che i barioni iniziano a produrre i primi elementi, ed è l'unico parametro libero poiché

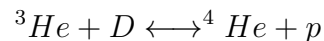
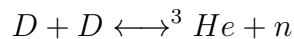
$$\Omega_b = \frac{\rho_b}{\rho_{critico}}$$
$$\rho_{critico} = \frac{3H_0^2}{8\pi G}$$

La densità critica è una costante che esprime la densità necessaria affinché l'Universo sia piatto e non curvo $\rho_{critico} = 1.9 \cdot h^2 \cdot 10^{-29} [g/cm^3] = 2.8 \cdot h^2 \cdot 10^{11} [M_\odot/Mpc^3]$ (Planck Collaboration et al., 2020).

Il deuterio si forma tramite la reazione



L'elio è prodotto tramite le reazioni



L'abbondanza in massa di elio deve essere di $Y = 0.25$.

E' importante sottolineare come la produzione dell'elio dipenda dalla temperatura e dunque funzioni con diversi modelli cosmologici (Ω_b diversi).

Le temperature dell'Universo dovevano essere così elevate da non permettere la creazione di altre particelle più pesanti, ma soltanto di qualche traccia di Litio.

L'elio è praticamente costante al variare della densità barionica, sussiste una piccola crescita all'aumentare della densità.

La produzione di deuterio dipende invece fortemente dalla densità e decresce fino a 8 ordini di grandezza all'aumentare di tre ordini di grandezza della densità.

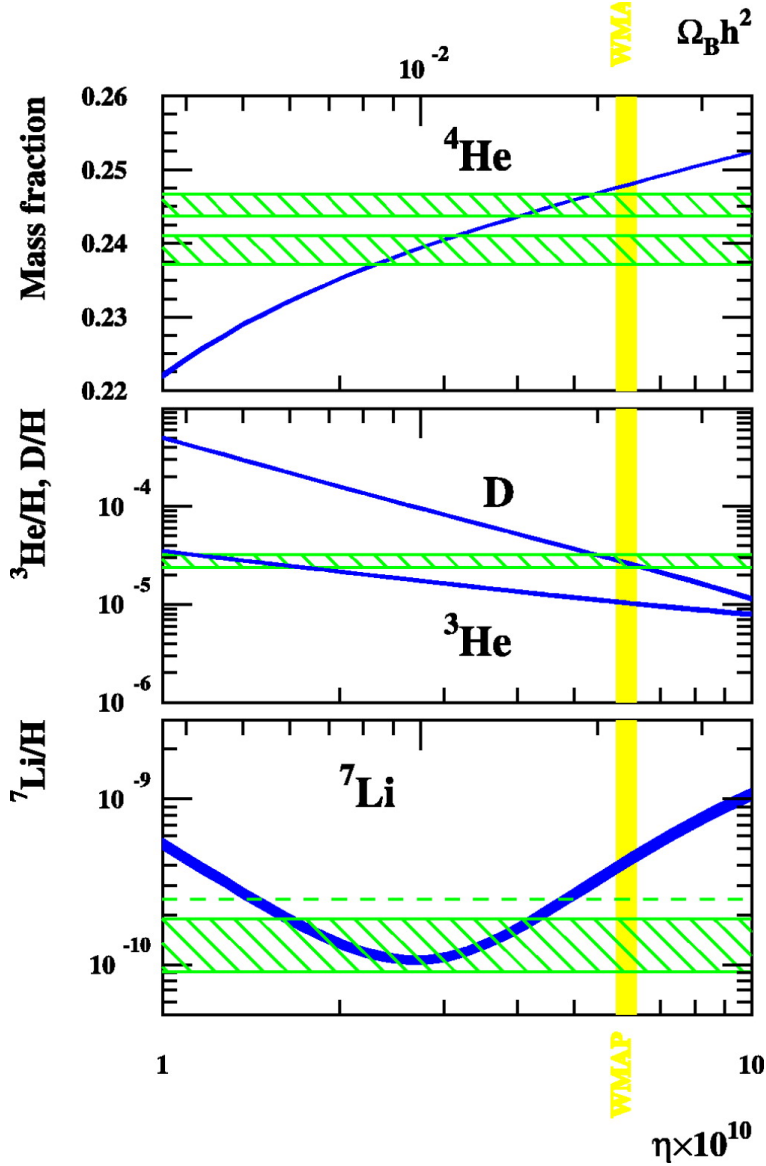


Figura 1.1: Le abbondanze di ${}^3\text{He}$, ${}^4\text{He}$, D e ${}^7\text{Li}$ al variare di Ω_b (Coc et al., 2004). Le curve in blu rappresentano l'andamento teorico delle abbondanze.

Le regioni verdi corrispondono alle abbondanze osservate: la regione superiore tratteggiata di ${}^4\text{He}$ corrisponde a $Y_p = 0.2452 \pm 0.0015$ (Izotov et al., 1999); la regione inferiore corrisponde a $Y_p = 0.2391 \pm 0.0020$ (Luridiana et al., 2003); la regione tratteggiata del deuterio è pari a $[D/H] = 2.42^{+0.35}_{-0.25} \times 10^{-5}$ (Kirkman et al., 2003); la regione tratteggiata di ${}^7\text{Li}$ è pari a $[{}^7\text{Li}/\text{H}]_p = 1.23^{+0.68}_{-0.32} \times 10^{-10}$ (Ryan et al., 2000), mentre la linea tratteggiata rappresenta il valore dell'upper limit di $A(\text{Li})$ ottenuto da Bonifacio et al., 2002.

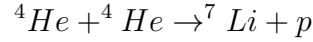
1.1 Il modello di nucleosintesi primordiale del Big Bang

Le osservazioni dell'abbondanza primordiale di deuterio sono in accordo con i modelli teorici. Nel lavoro di [Kirkman et al. \(2003\)](#) si ottiene un valore di $D/H \sim 2.42 \cdot 10^{-5}$, attraverso l'osservazione dell'assorbimento di deuterio a redshift circa $z \sim 2.5$ in direzione del Quasar Q1243+3047.

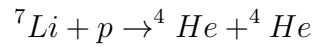
L'osservazione di ${}^3\text{He}$ avviene solo nel mezzo interstellare della nostra galassia, a metallicità troppo alte affinché possa essere vincolante per la SBBN.

Infine, il litio presenta una curva complessa in funzione della densità, in particolare presenta un minimo nel range di valori possibili di Ω_b osservati.

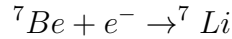
Il litio presenta questo andamento perché la prima parte del grafico è prodotta da



per poi nel secondo regime essere distrutto dalla reazione



e nel terzo regime comincia di nuovo a dominare la reazione di produzione



Le regioni tratteggiate in Figura 1.1 sono rispettivamente: per l'elio quella superiore da [Izotov et al. \(1999\)](#) con $Y_p = 0.2452 \pm 0.0015$, quella inferiore [Luridiana et al. \(2003\)](#) con $Y_p = 0.2391 \pm 0.0020$; per il deuterio [Kirkman et al. \(2003\)](#) con $[D/H] = 2.42_{-0.25}^{+0.35} \times 10^{-5}$; per il Litio [Ryan et al. \(2000\)](#) con $[{}^7\text{Li}/H]_p = 1.23_{-0.32}^{+0.68} \times 10^{-10}$, mentre la linea tratteggiata rappresenta il valore dell'upper limit di $A(\text{Li})$ ottenuto da [Bonifacio et al. \(2002\)](#). La striscia verticale della Figura 1.1 rappresenta i limiti ottenuti da WMAP per la densità barionica con $\eta = 6.14 \pm 0.25 \times 10^{-10}$ ([Spergel et al. \(2003\)](#)); ogni valore osservato dovrebbe combaciare con la linea teorica (linea blu) contenuta dalla regione gialla (il valore di WMAP).

In generale, per la conferma della densità barionica sono di particolare interesse il deuterio e il litio. Poiché il deuterio non viene mai prodotto nelle stelle, si può supporre che la sua abbondanza in un ambiente a bassa metallicità sia abbastanza vicina al valore cosmologico. Inoltre, la sua sensibilità a η è monotona e piuttosto forte $\frac{D}{H} \sim \eta^{-1.6}$ ([Steigman, 2007](#)).

Allo stesso tempo le misure di deuterio sono soggette ad errori maggiori, essendo misure ad alto redshift, il litio, invece, viene osservato a $z = 0$ in stelle della galassia principalmente. L'unico elemento chimico che presenta discrepanza con le previsioni teoriche è il litio.

1.2 Il Plateau di Spite

Prima dei risultati delle missioni WMAP e Planck, la misura di Li nelle stelle nane di Popolazione II era considerata un vincolo per il valore della densità barionica. Infatti, non essendo il Li prodotto in quantità significative negli interni stellari, si riteneva che l'abbondanza misurata in stelle non evolute di Popolazione II potesse riflettere l'abbondanza primordiale.

Grazie a degli spettri ad alto rapporto segnale rumore ($S/N \sim 100$), nell'articolo di [Spite & Spite \(1982\)](#) viene misurata l'abbondanza di Litio in diverse stelle nane dell'alone galattico. Prima di quel momento, osservare degli oggetti così deboli e ricavarne delle misure spettroscopiche del Li non era possibile.

[Spite & Spite](#) misurano la riga di Li a 6708\AA per dieci stelle di piccola massa e povere di metalli. In natura si trovano due isotopi, ${}^7\text{Li}$ e ${}^6\text{Li}$, ma il primo è presente in abbondanza nettamente maggiore (${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li} \sim 0.05$). Per questo motivo le abbondanze misurate si riferiscono esclusivamente al ${}^7\text{Li}$. L'abbondanza di Li dipende essenzialmente dalla temperatura superficiale e la quantità di Litio viene per convenzione indicata come

$$A(\text{Li}) = 12 + \text{Log}(N_{\text{Li}}/N_{\text{H}})$$

Le stelle mostrano un valore costante di Li pari a $A(\text{Li}) = 2.05 \pm 0.15 \text{ dex}$ ($N_{\text{Li}}/N_{\text{H}} = 11.2 \pm 3.8 \cdot 10^{-11}$), con una decrescita a T_{eff} basse (vedi Figura 1.2). Tale andamento è spiegato dalla presenza di zone convettive in sorgenti più fredde che riduce l'abbondanza superficiale di Li (come verrà approfondito successivamente). Le stelle con $T_{\text{eff}} > 5700\text{K}$ mostrano un valore di $A(\text{Li})$ costante rispetto a T_{eff} e $[Fe/H]$ che viene chiamato *Plateu di Spite* (vedi Figura 1.2).

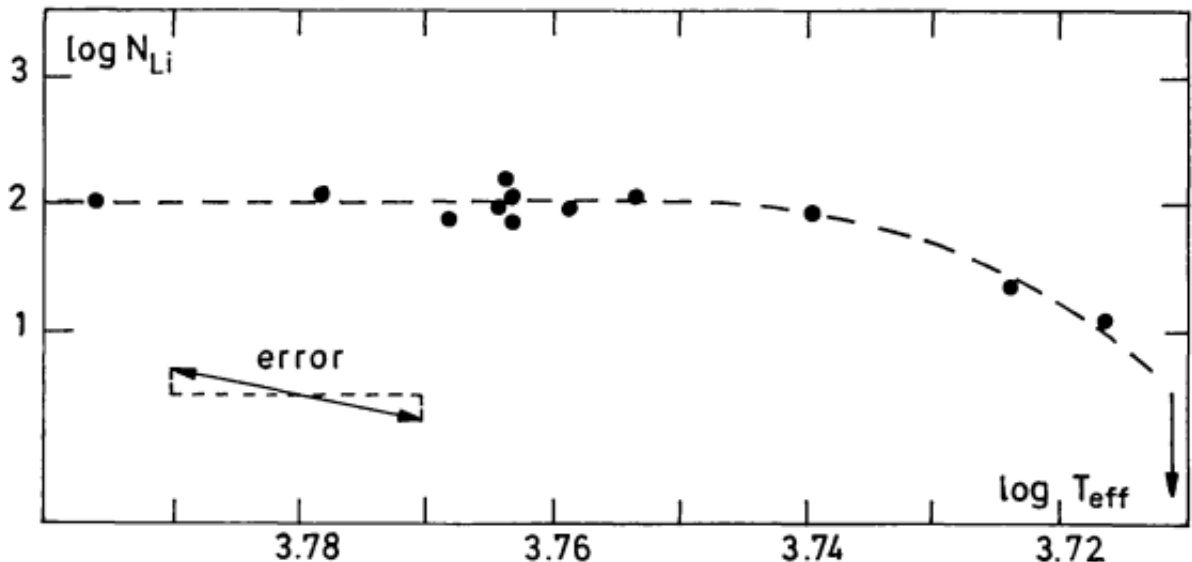


Figura 1.2: L'andamento di $A(\text{Li})$ in funzione di $\text{Log}(T_{\text{eff}})$ in stelle nane di alone ([Spite & Spite, 1982](#))

1.2 Il Plateau di Spite

Assumendo il valore $A(Li) = 2.05$ dex è possibile ottenere una densità barionica di $\Omega \cdot h^2 \leq 0.02$ ($\Omega_b \leq 3.3 \cdot 10^{-31}$, $\eta \leq 5 \cdot 10^{-10}$).

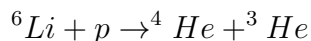
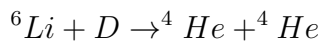
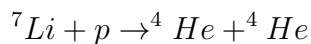
Il valore costante di litio suggerisce che non ci siano stati fenomeni di distruzione durante la formazione stellare: questi dovrebbero variare in base alle caratteristiche della stella, il plateau invece esiste in un ampio intervallo di temperatura e metallicità.

Nell'articolo di [Spite & Spite \(1982\)](#) si sottolinea un'abbondanza dieci volte maggiore in stelle di Popolazione I. In queste stelle il Li può essere prodotto da Novae e da fenomeni di spallazione: si ritiene che il primo processo sia favorito perché il secondo implicherebbe una produzione di 6Li , Be e B .

L'interpretazione immediata e più semplice del Plateau di Spite è che esso rifletta l'abbondanza primordiale di litio.

Tuttavia, un'interpretazione consistente di questi valori deve interfacciarsi con i vincoli imposti dai modelli di evoluzione stellare.

Innanzitutto, il litio è un elemento molto fragile: esso viene distrutto per temperature superiori a 2.5×10^6 K e 2×10^6 K per il 6Li con le reazioni



per cui l'interpretazione delle abbondanze di Li misurate deve tenere conto dei fenomeni convettivi e dell'età evolutiva delle stelle.

La convezione gioca un ruolo fondamentale nello studio di tale elemento: se il litio viene trascinato verso l'interno, raggiungendo temperature abbastanza elevate, viene distrutto. Pertanto, riferendosi a stelle calde povere di metalli, come le stelle di Turn-Off (TO), con $T_{eff} \geq 5900$ K la convezione non dovrebbe essere così profonda. La scoperta del Plateau di Spite ha aperto una vasta ricerca verso le stelle di alone. Sul piano teorico, le atmosfere stellari di stelle nane, ossia di piccola massa ($M < 0.9M_{sun}$), dovrebbero rappresentare la composizione chimica della nube primitiva da cui si sono formate.

Per questi intervalli di massa, le stelle hanno una durata di vita più grande del tempo di Hubble, si sono formate in un Universo giovane e ancora oggi si trovano in fase di Sequenza Principale. Tanti sono stati i lavori a conferma dell'interpretazione del Plateau di Spite dopo il 1982, quali [Spite et al., 1984](#); [Spite & Spite, 1986](#); [Hobbs & Duncan, 1987](#); [Rebolo et al., 1988](#).

Successivamente con lavori come quelli di [Songaila et al., 1994](#), [Wampler et al., 1996](#), [Rugers & Hogan, 1996](#), [Tytler et al., 1996a](#), [Tytler et al., 1996b](#), le misure di deuterio primordiale danno un valore diverso di densità barionica. Ciò nonostante non viene abbandonata ancora l'interpretazione del Plateau di Spite e continuano i lavori a sostegno di questo: [Norris et al., 1994](#) e [Ryan et al., 1996](#) confermano il plateau e notano una tendenza dell'abbondanza di Li sia con la temperatura sia con la metallicità; [Molaro et al., 1995](#) riafferma l'esistenza del plateau con un campione di stelle le cui temperature sono ricavate dalle linee di Balmer di [Axer et al., 1994](#).

1.2 Il Plateau di Spite

In Figura 1.3 si mostra il plateau presentato da [Bonifacio & Molaro \(1997\)](#).

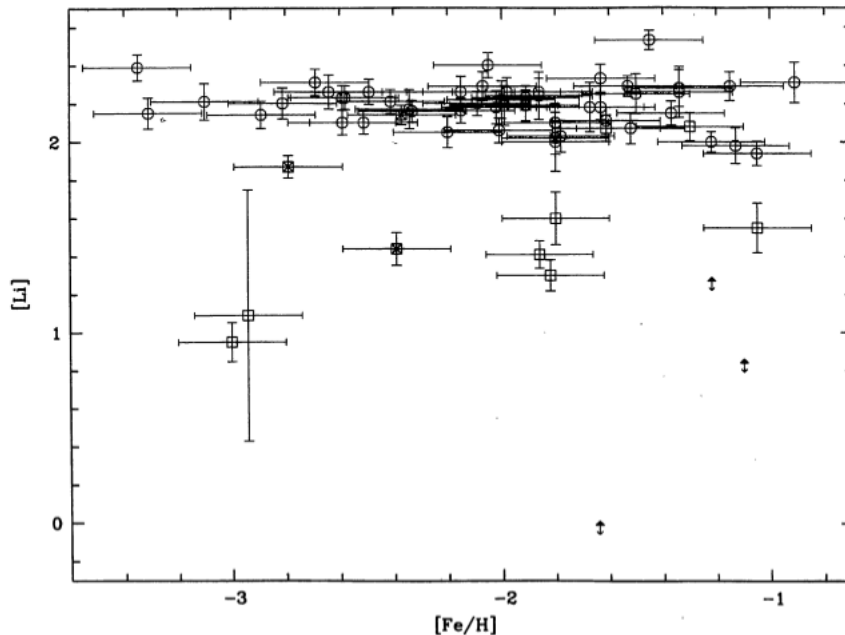


Figura 1.3: L'andamento di $A(Li)$ in funzione di $[Fe/H]$ del campione di [Bonifacio & Molaro \(1997\)](#).

Il campione di [Bonifacio & Molaro](#) è formato da 41 stelle con $T_{eff} > 5700$ K e $[Fe/H] < -1.5$ dex e un valore del plateau di $A(Li) = 2.24 \pm 0.01$ dex.

[Bonifacio & Molaro](#) individuano un debole trend con la T_{eff} e non ne riscontrano con la metallicità.

Tali risultati confermano l'idea che nessun fenomeno abbia contaminato l'abbondanza di litio primordiale, quali diffusione, venti stellari o mescolamento rotazionale.

La scoperta del Plateau di Spite nelle stelle nane di Popolazione II è stata confermata da tutti i lavori negli ultimi 40 anni ([Bonifacio & Molaro, 1997](#); [Norris et al., 1997](#); [Charbonnel & Primas, 2005](#) [Asplund et al., 2006](#); [Bonifacio et al., 2007](#); [Aoki et al., 2009](#); [Hosford et al., 2010](#); [Meléndez et al., 2010](#); [Schaeuble & King, 2012](#); [Bonifacio et al., 2012](#); [Roederer et al., 2014](#)).

Tutte le misure ottenute dimostrano che le stelle, nell'intervallo di metallicità $-2.8 < [Fe/H] < -1$ e di temperatura $T_{eff} > 5700 - 5800$ K, mostrano un'abbondanza costante di Li di $A(Li) \sim 2.2 - 2.3$ dex con una dispersione estremamente bassa. In questo intervallo di $[Fe/H]$ e T_{eff} le stelle con abbondanze inferiori a quella dello Spite Plateau sono solitamente riconosciute come stelle binarie, dove i processi di accrescimento portano ad una diminuzione del Li superficiale ([Ryan et al., 2001](#)).

1.2 Il Plateau di Spite

Anche le misure di stelle nane in ammassi globulari (GCs) galattici confermano lo Spite Plateau e il valore costante di $A(\text{Li})$ nell'intervallo di $-2.5 < [Fe/H] < -1$. Nel lavoro di [Mucciarelli et al. \(2011\)](#) sono state studiate 87 sorgenti dell'ammasso globulare M4, di metallicità $[Fe/H] = -1.10 \pm 0.01$ dex. L'abbondanza delle stelle di TO ha un valore medio di $A(\text{Li}) = 2.30 \pm 0.02$ dex, compatibile con il Plateau di Spite. In Figura 1.4 si mostra il valore di litio medio per stelle di TO per alcuni ammassi globulari, con valori di $[Fe/H]$ differenti.

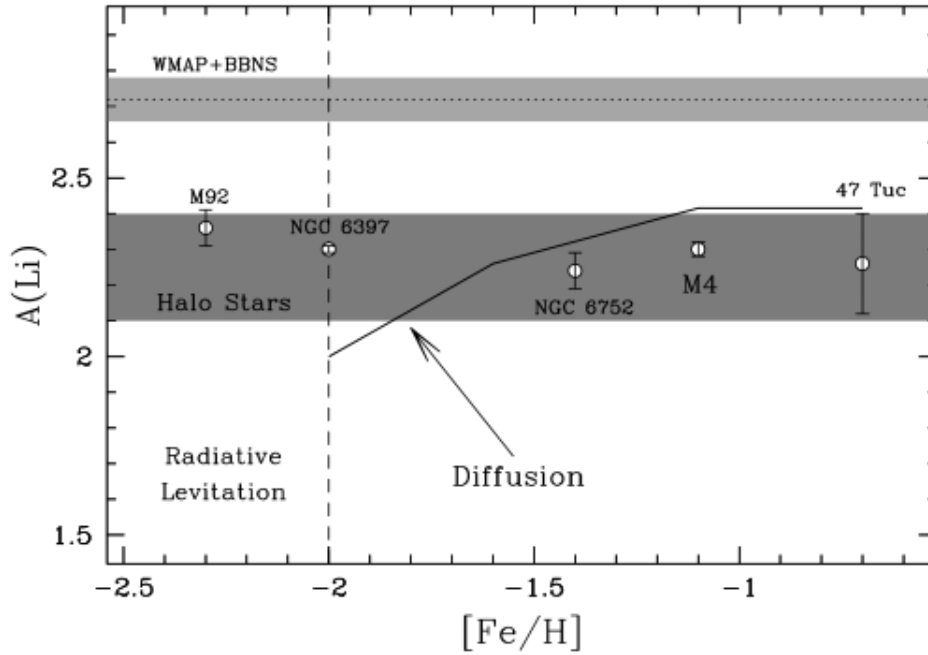


Figura 1.4: Il valore medio di $A(\text{Li})$ per stelle di TO per degli ammassi globulari con diverse metallicità dall'articolo di [Mucciarelli et al. \(2011\)](#). L'area grigia rappresenta la zona del Plateau di Spite, la linea continua rappresenta il modello teorico di diffusione completamente efficiente. Si riportano gli ammassi: M4 ([Mucciarelli et al., 2011](#)), M92 ([Bonifacio, 2002](#)), NGC 6397 ([Lind et al., 2009](#)), NGC 6752 ([Pasquini et al., 2005](#)), 47 Tuc ([D'Orazi et al., 2010](#)).

Gli ammassi globulari studiati si pongono nella zona del plateau di Spite. Il contenuto di Li in M4 risulta compatibile con le abbondanze dei GCs osservati precedentemente e conferma la discrepanza con le previsioni della WMAP+SBBN.

1.3 Li meltdown

L'abbondanza di stelle nane di Popolazione II presenta un altro problema: a basse metallicità $[Fe/H] < -2.5$ dex mostra una caduta di $A(Li)$, dell'ordine di 0.3 dex per dex di $[Fe/H]$ (Ryan et al., 1996, Bonifacio & Molaro, 1997, Boesgaard et al., 2005, Asplund et al., 2006, Frebel et al., 2008, Aoki et al., 2009, Sbordone et al., 2010, Bonifacio et al., 2015). Nell'articolo di Sbordone et al. sono analizzate 28 sorgenti nane dell'alone appartenenti a un intervallo di metallicità di $-2.5 < [Fe/H] < -3.5$.

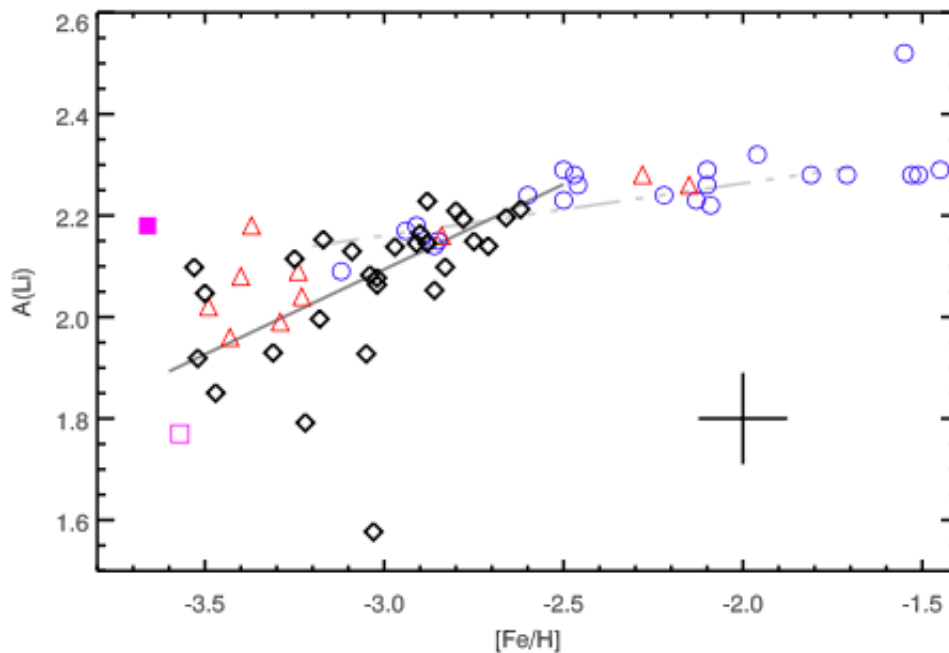


Figura 1.5: Il Li Meltdown dall'articolo di Sbordone et al. (2010), dove sono presenti stelle da diversi studi. I cerchi blu da Asplund et al. (2006), i triangoli rossi da Aoki et al. (2009), i quadrati magenta da González Hernández et al. (2008), i rombi neri da questo lavoro. La linea grigia è il fit dell'andamento da Aoki et al. (2006), la linea nera è data dal fit presente nel lavoro di Sbordone et al. (2010).

La Figura 1.5 mostra come il Plateau di Spite si interrompa a metallicità attorno a $[Fe/H] \sim -2.5 / -2.8$ dex. Per metallicità inferiori il valore medio di $A(Li)$ diminuisce e la dispersione aumenta. Questo viene chiamato *Li Meltdown* (Sbordone et al., 2010). In queste stelle non viene riscontrata nessuna correlazione tra $A(Li)$ e la temperatura.

Lavori successivi hanno confermato l'esistenza del Li-meltdown ma la sua natura è sconosciuta, sembra difficile immaginare un singolo fenomeno di diminuzione di $A(Li)$ che produca un sottile plateau indipendente dalla metallicità al di sopra di $[Fe/H] = -2.8$ dex e una distribuzione altamente dispersa, dipendente dalla metallicità, al di sotto.

Nell'articolo di Aguado et al. (2019) è studiata la stella J0023-0307 con $[Fe/H] < -6$ dex che si pone sul Plateau di Spite. La metallicità della sorgente non è ricavata dalle righe di Fe, che risultano non osservabili nello spettro della stella, bensì il valore di $[Fe/H]$ è dedotto dalle linee di risonanza del Ca II.

1.3 Li meltdown

L'esistenza di una stella così metal-poor ancora compatibile con il Plateau di Spite è stata considerata una forte conferma dell'interpretazione originaria del Plateau di Spite. Infatti, una tale uniformità di litio in un intervallo così ampio di metallicità, non è associabile a processi di esaurimento nelle stelle da un'abbondanza di Li iniziale significativamente più alta.

Nell'articolo di [Aguado et al. \(2019\)](#) viene suggerita la revisione dei modelli cosmologici per poter spiegare il problema del litio. La Figura 1.6 mostra le abbondanze di Li in stelle nane di Popolazione II di bassa metallicità, con marcata la stella J0023-0307.

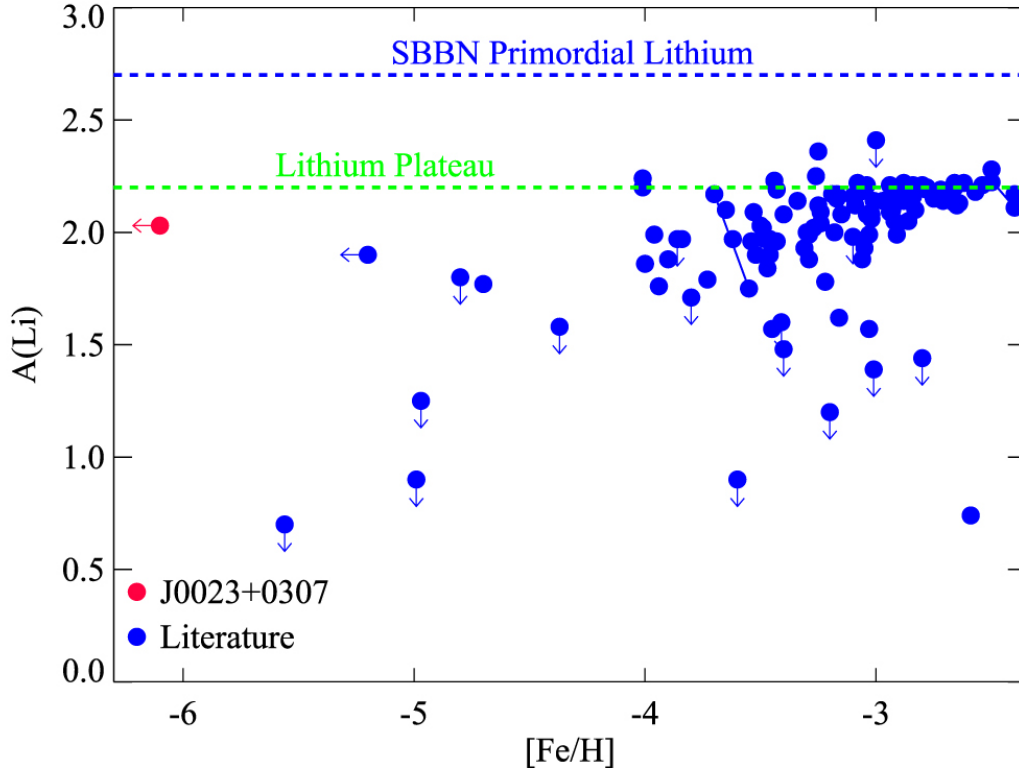


Figura 1.6: Il Li Meltdown da dati di letteratura.

In rosso la sorgente J0023+0307 discussa, in blu le sorgenti citate nell'articolo di [Bonifacio et al., 2018](#) ([Norris et al., 1997](#); [Sivarani et al., 2004](#); [Ivans et al., 2005](#); [Frebel et al., 2008](#); [Thompson et al., 2008](#); [González Hernández et al., 2008](#); [Sbordone et al., 2010](#); [Behara et al., 2010](#); [Caffau et al., 2012](#); [Caffau et al., 2016](#); [Carollo et al., 2012](#); [Masseron et al., 2012](#); [Ito et al., 2013](#); [Spite et al., 2013](#); [Roederer et al., 2014](#); [Aoki, 2015](#); [Bonifacio et al., 2012](#); [Hansen et al., 2014](#); [Placco et al., 2016](#); [Matsuno et al., 2017](#)).

La sorgente J0023+0307 pone un vincolo stringente su qualsiasi teoria che miri a spiegare il problema del Litio: il fatto che nessuna sorgente povera di metalli sia osservata tra il valore del Plateau di Spite e i valori previsti dalla SBBN, è difficile da spiegare attraverso fenomeni stellari.

1.4 Interpretazioni teoriche

Le soluzioni proposte per spiegare la distribuzione di A(Li) nelle stelle nane di Popolazione II (Plateau di Spite e Li-meltdown) sono:

- effetti della convezione,
- effetti di diffusione turbolenta,
- modifica delle ipotesi di partenza per i calcoli della SBBN.

1.4.1 La convezione negli interni stellari

Uno dei fattori principali da tenere in conto nell'interpretazione di A(Li), è il fatto che il Li brucia completamente a temperature dell'ordine di 2.5×10^6 K.

I meccanismi di trasporto capaci di raggiungere queste regioni possono quindi influenzare l'abbondanza superficiale. In particolare, la convezione, se in grado di raggiungere queste regioni, può portare in superficie materiale dove il Li è stato distrutto, diluendo l'abbondanza superficiale.

Innanzitutto, una struttura stellare può essere parzialmente radiativa o convettiva. La convezione è un meccanismo di trasporto di energia per il quale del materiale all'interno della stella viene portato in superficie modificando le abbondanze superficiali.

Nel diagramma Hertzsprung-Russel (HR) esistono delle tracce, dette di Hayashi, che dipendono dalla massa e dalla composizione chimica, per cui più una stella durante la sua evoluzione si avvicina alla fascia più i fenomeni convettivi entrano in profondità, riportando in superficie materiale impoverito di Li. Il limite è la traccia di Hayashi in cui le strutture stellari che la popolano sono totalmente convettive.

Esiste un criterio, detto di Schwarzschild, per cui se il gradiente radiativo è maggiore del gradiente adiabatico si instaurano i moti convettivi:

$$\nabla_{rad} > \nabla_{ad}$$
$$\left. \frac{dT}{dr} \right|_{rad} = - \frac{3k\rho}{4\pi r^2} \frac{L(r)}{4acT^3}$$

Nella storia evolutiva di una stella, questa si avvicina alle tracce di Hayashi durante le fasi di formazione della struttura e verso le fasi finali. Quando una stella di piccola massa evolve fuori dalla Sequenza Principale, l'involuppo convettivo diventa più profondo raggiungendo le regioni di bruciamento del Li. Questo processo è detto First Dredge-Up (FDU).

Dunque, trattandosi di stelle nane di alone, ci si aspetta che siano ancora in fase di Sequenza Principale e che rispecchino la composizione chimica del gas da cui si sono originate. Le stelle nane di alone non hanno ancora sperimentato le fasi di Post Main Sequence (PMS) in cui la convezione aumenta.

Infatti, per la teoria stellare

$$t_{MS} \sim 10^{10} M^{-3} yr$$

Questo vuol dire che le stelle di piccola massa, nate all'epoca della formazione della galassia stanno ancora bruciando l'idrogeno nel proprio nucleo.

1.4 Interpretazioni teoriche

Le strutture delle stelle di piccola massa sono composte da un involucro convettivo e un nucleo radiativo; mentre le stelle di grande massa da nuclei convettivi e un involucro radiativo.

Nelle regioni superficiali delle stelle nane, gli elementi non sono completamente ionizzati, esiste perciò una regione all'interno della stella in cui avviene la ionizzazione. Nelle regioni a ionizzazione parziale il valore di ∇_{ad} diminuisce da 0.4 a 0.1 ed è allora più facile che si instauri un regime convettivo. Il modello di trasporto convettivo presenta però delle incertezze: è studiato attraverso un parametro libero detto 'mixing length'.

Il Plateau di Spite mostra una diminuzione verso T_{eff} minori, all'incirca sotto i $5800K$, perché in queste strutture stellari la zona convettiva aumenta e si assiste a una deplezione del litio. L'andamento decrescente di abbondanza di litio in queste stelle è, dunque, previsto dai modelli stellari. Negli intervalli di metallicità del Plateau di Spite, e per stelle di massa superiore a $0.7M_{\odot}$ non è previsto un impoverimento del Li superficiale. Gli oggetti con masse inferiori a $0.65M_{\odot}$, invece, hanno un'abbondanza superficiale di litio minore, dovuta ai fenomeni convettivi.

I modelli, allora, riescono a spiegare il Plateau di Spite in termini di valore costante di litio in stelle di piccola massa e povere di metallo dell'alone galattico con $T_{eff} > 5800K$, originatesi dalla stessa abbondanza di Li iniziale.

Il modello di sola convezione spiega l'andamento di Li a temperature basse, ma non perché il valore costante del plateau sia minore rispetto a quello previsto da WMAP+SBBN.

1.4.2 La diffusione e la turbolenza

Per le stelle con $M > 0.7M_{\odot}$ il principale meccanismo di trasporto è quello radiativo. Tali strutture sono soggette al fenomeno di diffusione atomica.

Con diffusione atomica si intendono vari processi di trasporto degli elementi che agiscono in regioni stellari radiative. Tali processi sono dovuti alla presenza di gradienti di pressione, di temperatura e di abbondanze chimiche. L'effetto principale della diffusione atomica è di sedimentare gli atomi in regioni più profonde. Nel caso delle atmosfere stellari, la diffusione può nascondere (senza distruggere) atomi al di sotto delle regioni fotosferiche osservate, portando ad abbondanze chimiche superficiali inferiori a quelle reali della stella.

Le osservazioni eliosismiche dimostrano come la diffusione atomica sia indispensabile per riprodurre le osservazioni solari (Chaboyer et al., 1995; Bahcall et al., 2005).

La diffusione è un fenomeno fisico che potrebbe spiegare il valore minore di $A(Li)$ rispetto ai valori teorici previsti dalla cosmologia.

L'efficienza della diffusione dipende dalla temperatura della stella e quindi dalla massa. In stelle di Sequenza Principale più massive (dunque più calde), l'involucro convettivo è meno massivo, quindi la diffusione agisce in modo più efficace. Ci aspettiamo che la diffusione sia più efficiente per stelle vicino al turnoff.

Se si assume che tutte le stelle nane di Popolazione II siano nate con lo stesso valore di $A(Li)$, la diffusione sarà più efficiente a temperature maggiori e/o a metallicità inferiori. La Figura 1.4 (Sezione 1.2) mostra l'andamento teorico di $A(Li)$ in funzione di $[Fe/H]$ in caso di diffusione efficiente Mucciarelli et al. (2011). Come si vede dal confronto con i valori di $A(Li)$ sia di stelle di alone sia di ammassi globulari, la

1.4 Interpretazioni teoriche

presenza della diffusione, assumendo un valore primordiale costante di $A(\text{Li})$, è in contrasto con l'esistenza dello Spite Plateau.

Mucciarelli et al. (2011) studiano l'abbondanza di $A(\text{Li})$ in stelle nane e giganti dell'ammasso globulare M4, interpretandole alla luce dei modelli con e senza diffusione. Per le stelle di TO l'abbondanza di Li è uniforme e pari a $A(\text{Li}) = 2.30 \pm 0.02$ dex. L'ammasso globulare M4 insieme a M92 (Bonifacio, 2002), NGC 6397 (Lind et al., 2009), NGC 6752 (Pasquini et al., 2005), 47 Tuc (D'Orazi et al., 2010), confermano lo Spite Plateau.

Si vede come il modello di diffusione del tutto efficiente, che parta dal valore di $A(\text{Li})$ dato da WMAP+SBBN, non riesca a spiegare né l'andamento di $A(\text{Li})$ dei GCs di diversa metallicità, né l'andamento di $A(\text{Li})$ in funzione della temperatura per le stelle di TO in M4.

In Figura 1.7 si mostra l'abbondanza di litio in funzione della temperatura delle stelle di M4.

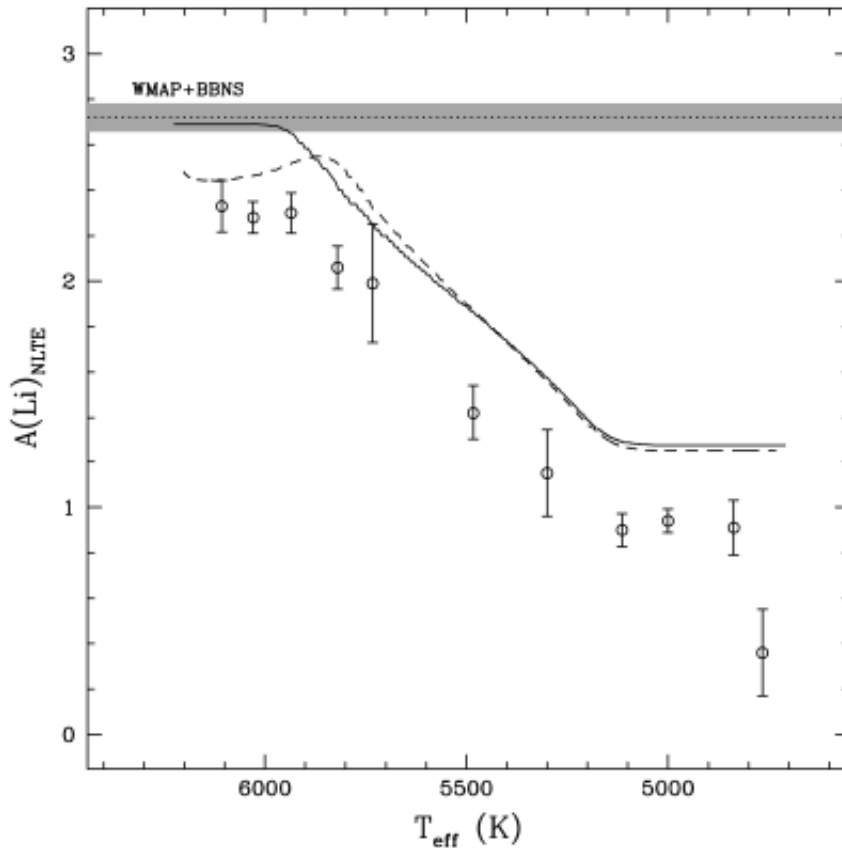


Figura 1.7: L'andamento di $A(\text{Li})$ in funzione della temperatura delle stelle di M4 (Mucciarelli et al., 2011). Il campione è diviso in 11 bins di T_{eff} .

La curva tratteggiata rappresenta il modello che include la diffusione, la linea solida il modello che la esclude. La linea orizzontale rappresenta le previsioni teoriche WMAP di abbondanza di Litio primordiale da Cyburt et al. (2008).

Il valore di $A(\text{Li})$ in funzione della metallicità e della temperatura è incompatibile con i modelli teorici che includono la pura diffusione atomica, indicando come altri

1.4 Interpretazioni teoriche

processi devono essere all'opera nell'inibire parzialmente la diffusione.

Negli anni è stata proposta l'idea della turbolenza (Korn et al., 2006), un parametro libero che tenga in considerazione fenomeni che inibiscono la diffusione degli elementi. I modelli con la turbolenza aggiungono un parametro ad hoc per riprodurre le osservazioni, le quali presentano un profilo di litio omogeneo sull'intervallo di temperature del Plateau di Spite.

Di seguito, in Fig. 1.8 si presentano diversi modelli di turbolenza e quello di diffusione atomica per una stella di $0.77M_{\odot}$ a 13.5 Gyr con $[Fe/H] \sim -2$ dex (Richard et al., 2005). Un modello opportuno di turbolenza ricrea l'abbondanza prevista di Li dal modello standard di nucleosintesi primordiale (vedi Fig. 1.8).

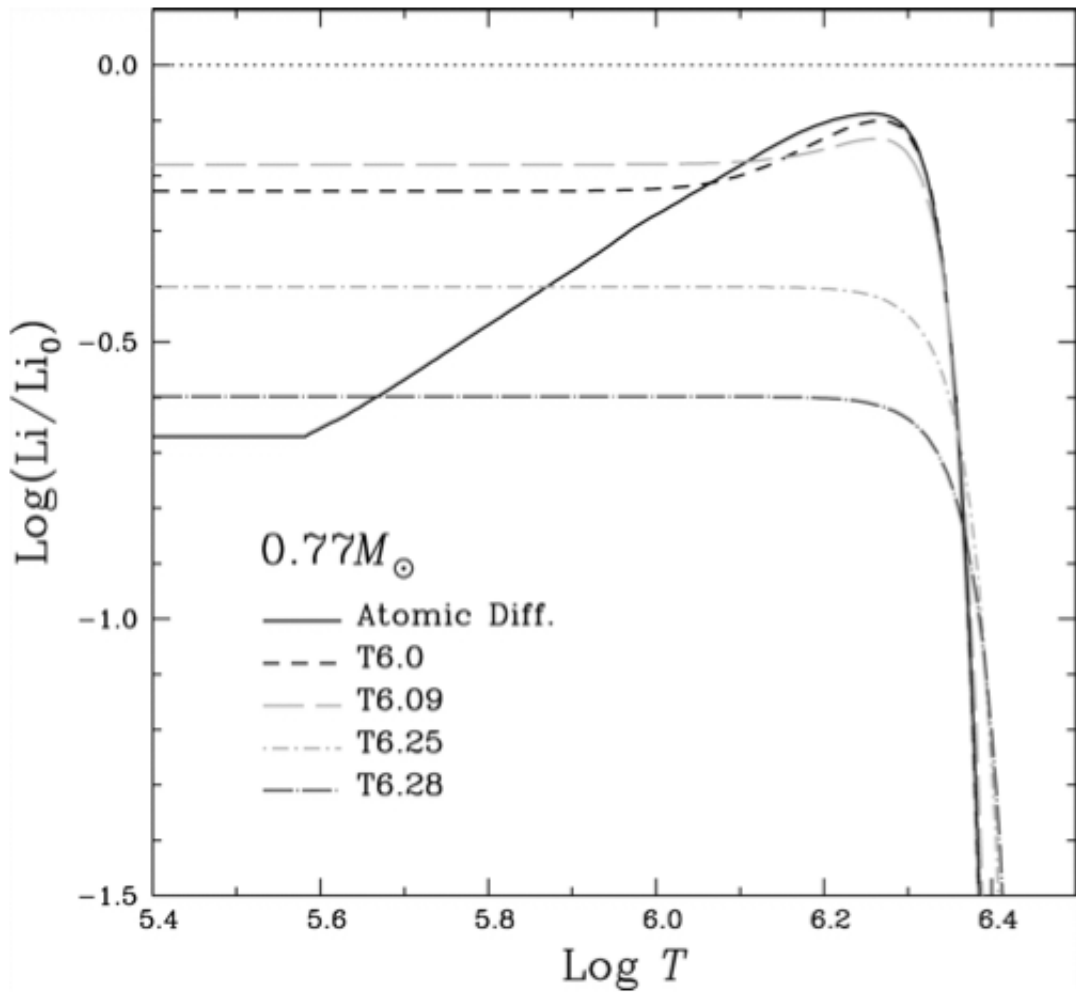


Figura 1.8: Il profilo del litio in una stella di $0.77M_{\odot}$ a 13.5 Gyr con $[Fe/H] \sim -2$ dex da Richard et al. (2005).

1.4 Interpretazioni teoriche

Il parametro di turbolenza è stato modellato in base a un coefficiente di diffusione dato da

$$D_T = 400D_{He}(T_0) \left[\frac{\rho}{\rho(T_0)} \right]^{-3}$$

La parametrizzazione comporta che, a parità di temperatura, la diffusione atomica del litio sia 400 volte maggiore di quella dell'elio e scali come ρ^{-3} . Inoltre, se settato adeguatamente, il mescolamento turbolento impedisce che il litio sia trasportato verso zone in cui è distrutto.

La parametrizzazione che meglio riproduce il Plateau di Spite, come valore costante di $A(\text{Li})$ in un ampio intervallo di $[\text{Fe}/\text{H}]$ impoverito di un fattore 3-4 rispetto al valore di Li primordiale, è il modello chiamato T6.25. I modelli si basano sull'analisi dell'abbondanza di litio al di sotto dell'involuppo convettivo delle stelle povere di metalli al TO. La linea continua in Fig. 1.8 prevede una diffusione completamente efficiente; le altre mostrano modelli con diversa efficienza della turbolenza.

Il problema più grande è che non si sa quale sia la natura di questi fenomeni turbolenti, i quali non riescono eventualmente a spiegare l'esistenza del Li meltdown (Fig. 1.6).

Nonostante il modello di diffusione turbolenta risolva formalmente il problema del litio, non è esente da problemi. Se la ricerca scientifica dovesse confermare definitivamente la natura del Plateau di Spite come non rappresentativo dell'abbondanza primordiale di Li, il modello di mescolamento turbolento dovrebbe riuscire a spiegare come non sia stata riscontrata, finora, nessuna sorgente che abbia un valore di Litio più vicino a quello previsto dalla SBBN. Infatti, ci si aspetterebbe che almeno qualche sorgente abbia, per esempio, una turbolenza più alta. Il fatto di non osservare stelle tra le previsioni teoriche e il Plateau di Spite non è spiegato dalla diffusione atomica turbolenta.

Esistono delle teorie che ipotizzano delle spiegazioni fisiche alla diffusione turbolenta.

Una proposta avanzata riguarda la perdita di massa nelle stelle (Swenson, 1995). Un tasso di perdita di massa dell'ordine di $\sim 10^{-13} - 10^{-11.5} M_{\odot}/\text{anno}$ per stelle calde alla fine del plateau; e di $\sim 10^{-12} M_{\odot}/\text{anno}$ per stelle più fredde, può controbilanciare i modelli diffusivi e riprodurre le osservazioni. L'idea è che le abbondanze superficiali siano rimescolate dalla materia delle zone sottostanti per contrastare la perdita di massa. Questo modello, però, non prevede un impoverimento sufficiente del litio e non riproduce un altopiano così basso, e inoltre, è un fenomeno difficile da quantificare nelle stelle di alone. Per concludere, è bene sottolineare come il problema del litio non sia risolto anche a causa dell'attuale scarsa comprensione della turbolenza negli interni stellari e quanto sia necessario uno sforzo futuro per comprendere bene la vera natura di questo processo non canonico.

1.4.3 Alternative alla SBBN

In letteratura esistono degli studi che provano a risolvere il problema del litio a partire dalla cosmologia. Essi considerano l'ipotesi che il Plateau di Spite rappresenti l'abbondanza di litio primordiale. Soluzioni di questo tipo modificano il modello cosmologico o la fisica nucleare adottata per le previsioni teoriche. Molti lavori partono da sezioni d'urto diverse da quelle adottate. Gli esperimenti di fisica nucleare, però, forniscono una grande quantità di dati sulle sezioni d'urto.

La distruzione del ${}^7\text{Be}$ potrebbe essere potenziata da risonanze sconosciute o mal misurate. Inoltre, potrebbero esserci dei fenomeni sconosciuti non considerati nel modello cosmologico.

Ogni modifica del modello deve contempo mantenere invariate le abbondanze degli altri elementi: l'unica discordante è quella del litio.

Le modifiche proposte alla SBBN sono diverse e se ne citano alcune.

- Reazioni nuove o reazioni modificate: è possibile che non siano state calcolate reazioni deboli e forti nel modello o che i tassi di reazioni siano stati calcolati erroneamente. A riguardo sono stati fatti molti lavori negli ultimi anni, come [Boyd et al. \(2010\)](#) in cui si discutono diverse reazioni non incluse nei calcoli della SBBN, ma si conclude che risulta difficile sciogliere il problema del litio modificando i tassi di reazione.
- Inclusione di risonanze oltre alle reazioni già viste ([Cyburt & Pospelov, 2012](#)).
- Decadimento della materia oscura e supersimmetria: esistono delle teorie che spiegano la natura della materia oscura, le quali prevedono che le particelle odierne siano la conclusione stabile del decadimento delle particelle primordiali, e che nelle prime fasi del Big Bang ci sia stata l'annichilazione tra materia oscura e anti materia oscura. Questi decadimenti potrebbero aver interagito con il plasma di fondo e quindi influenzato le abbondanze primordiali ([Jedamzik, 2004](#); [Peskin, 2008](#)).
- Cosmologia non standard: esistono delle teorie cosmologiche che violano le basi delle teorie standard, come il principio di omogeneità, che potrebbero spiegare le osservazioni di litio. Ad esempio, se l'Universo fosse disomogeneo, potrebbe verificarsi che il rapporto barioni-fotoni locale sia più basso rispetto a quello misurato dalla CMB, ossia ad alto z , e che quindi si osservi un valore diverso di litio ([Moffat, 2006](#); [Clarkson & Regis, 2011](#)).

Un'altra proposta interessante, a metà strada tra la cosmologia e l'astrofisica stellare, è quella che prevede un impoverimento di litio a causa delle stelle di popolazione III.

Le stelle di popolazione III non sono però mai state osservate e non esiste, attualmente, un modo di confermare o falsificare l'ipotesi ([Piau et al., 2006](#)).

1.5 Abbondanza di litio in stelle di RGB

Nelle fasi successive alla Sequenza Principale, i modelli stellari prevedono una consistente distruzione del litio. Per questo, lo studio delle abbondanze di Li in stelle del Red Giant Branch (RGB) potrebbe aggiungere dettagli importanti sui fenomeni di distruzione del litio e sull'abbondanza iniziale di Li delle stelle.

E' possibile, infatti, prevedere la quantità di litio che si dovrebbe osservare in fase di RGB per stelle metal poor, generatesi con un'abbondanza di litio coerente con le previsioni della SBBN. Una volta ottenuti questi modelli si devono confrontare con le osservazioni di Li in stelle di RGB metal poor.

Uno studio in tal senso è quello di [Mucciarelli et al. \(2022\)](#), dove si analizza un campione di 58 sorgenti di LRGB, con metallicità comprese tra $-7 < [Fe/H] < -1.3$. Per stelle di piccola massa, nelle fasi di Post Sequenza Principale si sviluppa un core isoterma di elio, circondato da una shell in cui si sta ancora bruciando l'idrogeno. La produzione di energia è molto alta e questo produce un aumento di luminosità e un'espansione delle regioni esterne: la temperatura effettiva diminuisce, la luminosità e le dimensioni aumentano.

Una tale evoluzione porta la struttura stellare verso la traccia di Hayashi, la stella diventa parzialmente convettiva.

Il ramo delle giganti è infatti un tratto evolutivo che corre parallelamente alla traccia di Hayashi, la convezione penetra all'interno, anche in regioni dove la composizione chimica originaria è stata modificata dalla combustione dell'idrogeno nella shell spessa: le abbondanze chimiche superficiali sono diluite con il materiale degli strati più interni.

Queste stelle hanno già subito il fenomeno del First Dredge Up (FDU). Quando l'inviluppo convettivo raggiunge la massima profondità, il calo di $A(Li)$ si ferma e le abbondanze rimangono costanti fino al successivo calo che si osserva vicino al Bump del RGB.

Il campione di stelle di RGB di [Mucciarelli et al. \(2022\)](#) conferma la distruzione del Li prevista in questa fase dell'evoluzione stellare. Queste stelle mostrano una particolare distribuzione di $A(Li)$: un sottile plateau corrispondente a $A(Li) = 1.09 \pm 0.01$ dex ($N_{star} = 47$); e una frazione minoritaria di stelle con $A(Li) < 0.7$ dex (vedi Fig. 1.9).

Per il gruppo di stelle con valori bassi di Li non è stato possibile osservare la riga del Li, per cui sono stati calcolati dei limiti superiori.

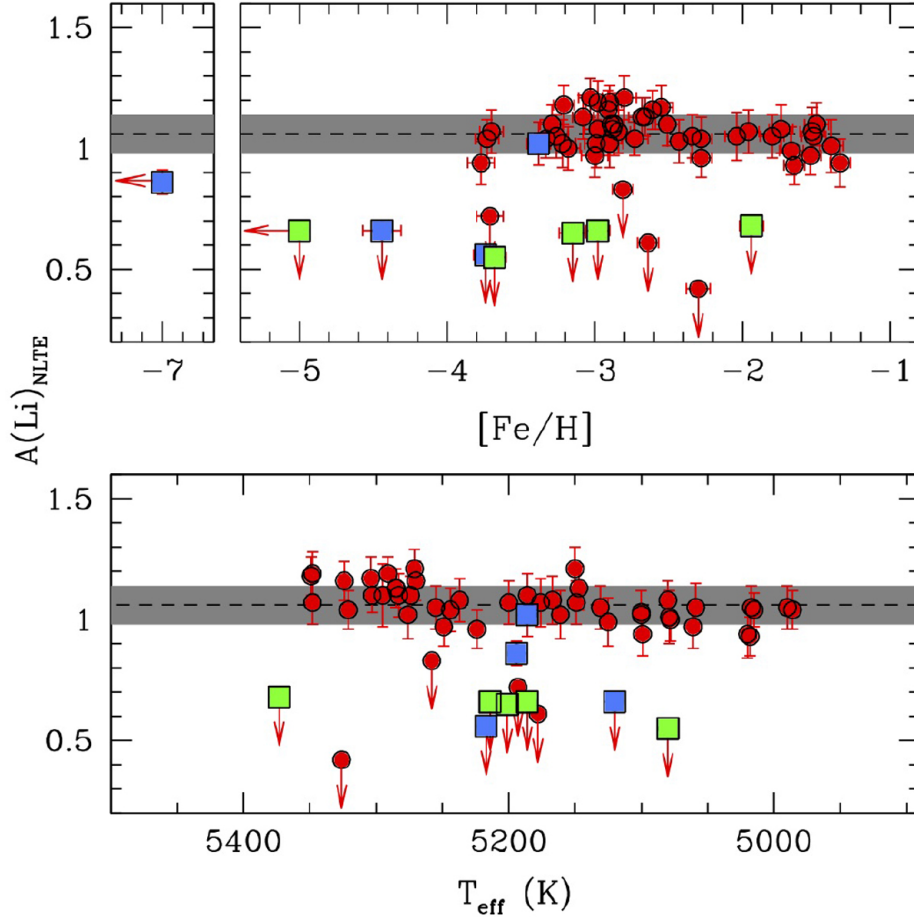


Figura 1.9: L'andamento di $A(\text{Li})$ in funzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$ e T_{eff} rispettivamente di stelle di RGB dal campione di [Mucciarelli et al. \(2022\)](#).

Si osserva un plateau più basso rispetto alle stelle nane di circa 1 dex.

In Fig. 1.10 si confrontano i dati osservativi con modelli che includano solo convezione come meccanismo di trasporto, modelli con diffusione atomica completamente efficiente e modelli con diffusione turbolenta.

I modelli sono calcolati assumendo per tutte le stelle un'abbondanza iniziale di Li pari a quella fornita da SBBN+WMAP.

I primi due modelli non riproducono il plateau delle stelle di RGB: il valore medio di $A(\text{Li})$ dovrebbe essere di 0.3-0.4 dex maggiore di quello osservato e dovrebbe esserci una diminuzione di $A(\text{Li})$ all'aumentare della $[\text{Fe}/\text{H}]$.

Il plateau delle stelle di RGB può essere riprodotto solo da un modello che includa la diffusione turbolenta. Il modello proposto nell'articolo è di ([Deal et al., 2021](#)), il quale prevede un valore più alto di $A(\text{Li})$ di circa 0.15 dex rispetto ai valori misurati, che però potrebbe essere giustificata considerando le incertezze nelle previsioni teoriche e nella determinazione della temperatura delle stelle.

Il plateau delle stelle di RGB è confermato anche per sorgenti con $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.8$ dex, dove le stelle nane presentano Li meltdown.

Se l'esistenza del Li meltdown fosse associata a stelle formatesi con un $A(\text{Li})$ più basso, si dovrebbe osservare anche nelle stelle di RGB.

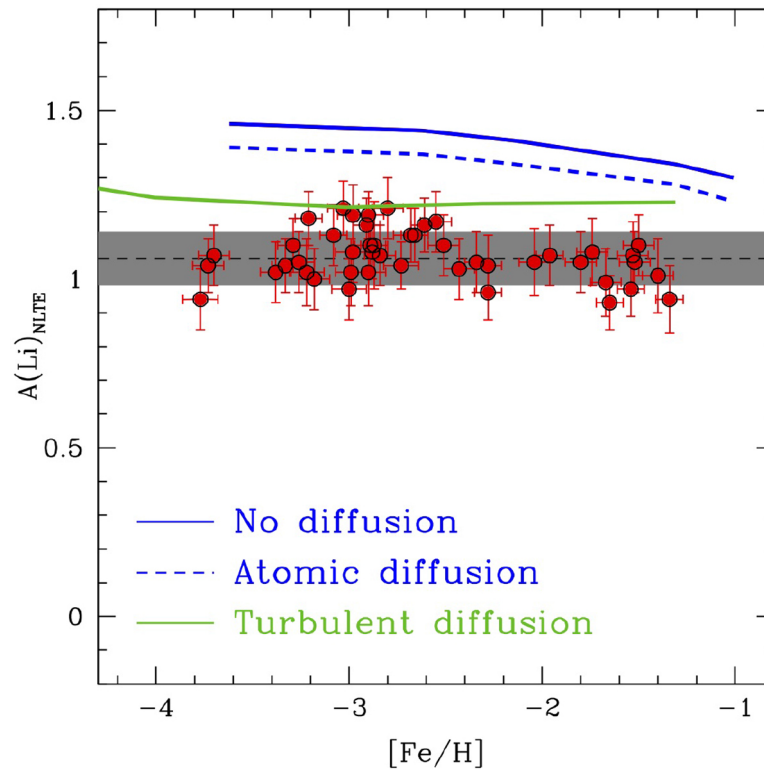


Figura 1.10: L'andamento di $A(\text{Li})$ in funzione del $[\text{Fe}/\text{H}]$ da [Mucciarelli et al., 2022](#). La linea blu piena rappresenta un modello senza diffusione; la linea blu tratteggiata un modello con diffusione; la verde il modello di diffusione turbolenta da [Deal et al., 2021](#).

Infine, l'osservazione del plateau di Li in stelle di RGB conferma l'idea che si siano formate dalla stessa abbondanza dell'elemento; e la diffusione turbolenta riesce a riportare le abbondanze sia nelle stelle nane sia nelle stelle evolute. Tuttavia, la natura fisica della diffusione turbolenta rimane sconosciuta.

1.6 Problemi aperti

In generale, la distribuzione di $A(\text{Li})$ nelle stelle nane di Popolazione II è ancora non completamente compresa. Le domande senza una risposta sui modelli teorici possono essere riassunte come segue.

- *Come giustificare l'esistenza del Plateau di Spite?*

Come visto precedentemente, la presenza della diffusione è in contrasto con un'abbondanza costante di litio e quindi con la presenza dello Spite Plateau. Sappiamo che la diffusione è un effetto fisico di base e deve essere inserito nei modelli teorici. Dalle osservazioni, sembrerebbe che esso sia mitigato o totalmente inibito da ulteriori processi fisici. L'introduzione della turbolenza è una soluzione ad hoc per riprodurre solo le osservazioni, ma non è spiegata fisicamente.

I modelli di evoluzione stellare devono riuscire a spiegare l'esistenza del Plateau di Spite in un intervallo ampio di metallicità e temperatura, considerando anche la diffusione.

La turbolenza, un fenomeno legato alla fisica stellare, dovrà riuscire a spiegare un valore costante di $A(\text{Li})$ con un bassissimo scatter, in intervalli di metallicità molto ampi. I modelli dovranno anche spiegare il fatto che non si sia mai osservata una sorgente che sia nella regione sovrastante al plateau.

Pertanto, giustificare l'esistenza del plateau con un tale fenomeno naturale, potrebbe risultare una forzatura. In ogni caso, l'ipotesi della turbolenza dovrà essere verificata negli studi futuri.

- *Il Li nelle stelle nane riflette l'abbondanza primordiale dell'elemento?*

Dopo le misure di SBBN+WMAP si è abbandonata l'idea che il plateau rappresentasse l'abbondanza primordiale di litio. In realtà, la questione è ancora aperta. L'osservazione di stelle estremamente povere di metalli come J0023+0307 (Aguado et al., 2019) complicano l'interpretazione del Plateau di Spite. Un'altra soluzione al problema potrebbe essere quella di tornare all'interpretazione originaria del plateau, come un'evidenza dell'abbondanza primordiale di Li. Una tale ipotesi metterebbe in discussione il modello cosmologico standard.

- *Qual è la natura del Li Meltdown?*

Gli studi compiuti sulle stelle giganti sembrano escludere che il meltdown rifletta una reale sotto abbondanza di Li, ma che sia invece dovuto a effetti atmosferici, o di altra natura. La spiegazione più semplice è che le sorgenti del Li meltdown si siano generate con lo stesso valore di $A(\text{Li})$ del plateau.

- *Come agisce la diffusione nelle stelle nane?*

L'efficienza della diffusione dipende da temperatura e metallicità, ma nelle stelle nane di Popolazione II non si osserva un andamento di $A(\text{Li})$ che rifletta questo processo. Nei modelli dovrà essere spiegato anche questo fenomeno.

1.6.1 Le fonti di incertezza primarie

In questo contesto, una corretta e completa interpretazione della distribuzione di $A(\text{Li})$ nelle stelle nane è limitata da alcuni fattori.

Le osservazioni delle stelle nane di alone sono soggette a due grandi incertezze: quella sulla temperatura effettiva e sullo stato evolutivo.

Spesso non conosciamo precisamente lo stato evolutivo delle stelle nane in questione. Questo porta a non sapere la posizione precisa delle stelle lungo la MS, e quindi a non sapere se stiano subendo effetti di diffusione (aumentano avvicinandosi al TO) e a non sapere gli effetti di convezione (a bassa MS o al FDU). La corretta determinazione dello stato evolutivo permette di applicare i giusti modelli di evoluzione stellare ed eventualmente di spiegare i valori di Li osservati con maggiore precisione. Vedremo come nei lavori di letteratura, la gravità superficiale $\text{Log}(g)$ (che può essere considerata un "proxy" della luminosità), sia spesso assunta o calcolata attraverso metodi spettroscopici, i quali risultano soggetti a diversi bias.

Una misura precisa dell'accelerazione gravitazionale permette di individuare lo stato evolutivo della sorgente.

In generale avere parametri omogenei per le stelle permette

1. di escludere le stelle che siano post FDU o con Li basso a causa della piccola massa (sorgenti con inviluppi convettivi ampi);
2. riconoscere eventuali trend di $A(\text{Li})$ lungo la MS e quindi vedere se ci sono effetti di diffusione;
3. capire se la dispersione che vediamo a tutte le metallicità, e soprattutto nel meltdown, sia reale o dovuta a un campione inquinato da sorgenti evolute.

Anche il calcolo della temperatura riveste un ruolo importante nella determinazione del valore di $A(\text{Li})$.

La temperatura effettiva delle sorgenti è un parametro cruciale per determinare l'abbondanza di litio.

La riga del litio a $\lambda = 6708\text{\AA}$ è sensibile alla temperatura effettiva: per variazioni di $\delta T_{eff} \sim 100$ K la variazione di Li risulta essere $\delta A(Li) \sim 0.07$ dex per stelle di MS/RGB, e $\delta A(Li) \sim 0.09$ dex per stelle di RGB.

Questo è il motivo per cui il Plateau di Spite, a seconda dei lavori, può trovarsi in un range ampio di $A(\text{Li})$, che va da $A(Li) \sim 2.1$ dex a $A(Li) \sim 2.4$ dex. Il valore costante cambia in base alla scala di temperatura adottata.

Tuttavia, una determinazione estremamente precisa della T_{eff} è difficile da ottenere. I metodi per ottenere le temperature sono essenzialmente due

- osservazioni fotometriche, ossia dal colore;
- osservazioni spettroscopiche, per cui si fittano profili sintetici sulle righe di assorbimento dello spettro (generalmente si osserva la riga $H\alpha$ e $H\beta$).

Le calibrazioni fotometriche, o il metodo del flusso infrarosso (IRFM), sono sensibili soprattutto all'accuratezza della fotometria disponibile, ai dettagli del processo di calibrazione e alle incertezze nelle stime dell'arrossamento interstellare.

1.6 Problemi aperti

Il fit dell' $H\alpha$ è sensibile sia all'incertezza nella normalizzazione del continuo attraverso le ali delle righe larghe, sia alla scelta della teoria di broadening applicata nella sintesi delle righe.

Nel lavoro di [Sbordone et al. \(2010\)](#) si mettono a confronto quattro diversi stimatori di temperatura: tre basati sul fitting della riga $H\alpha$ ma con diversi modelli atmosferici e di self broadening, e uno basato sul Metodo del Flusso Infrarosso (IRFM).

In questo lavoro il Li Meltdown viene confermato da ogni scala di temperature, e si interpretano i risultati nel seguente modo: inizialmente tutte le strutture si formano al livello del Plateau di Spite, indipendentemente dalla metallicità; dopodiché esiste un secondo fenomeno, il quale potrebbe essere di origine gravitazionale, il quale diventa efficiente a metallicità $[Fe/H] < -2.5$ dex che porti la caduta osservata.

Tale fenomeno, per ora sconosciuto, sarebbe di diversa natura da sorgente a sorgente, il che suggerisce una dipendenza da un altro parametro, che ancora non sappiamo individuare.

L'autore suggerisce che questo parametro potrebbe riguardare la rotazione stellare o la temperatura.

In ogni caso, la sua efficienza deve essere maggiore per le stelle più povere di metalli. In questo scenario, il plateau "primordiale" sarebbe conservato al di sopra di $[Fe/H] \sim -2.5$ dex, ma al di sotto di tale metallicità si verificherebbe una "fuga" sistematica di stelle verso $A(Li)$ più bassi, più efficace per le stelle più povere di metalli, ma naturalmente dispersa a causa della sensibilità a parametri diversi da $[Fe/H]$.

In questo modo si spiega "naturalmente" ciò che viene osservato, ossia un valore costante per il Plateau di Spite e poi una caduta sempre più rilevante al diminuire del $[Fe/H]$; e perché non sia stata trovata una sola sorgente che sia tra il plateau e il valore previsto dalla BBN.

Il vantaggio di questo approccio è che prova a spiegare le osservazioni e gli andamenti trovati finora di $A(Li)$ in funzione del $[Fe/H]$.

Inoltre, spiegherebbe, attraverso questo parametro sconosciuto che dipende da sorgente a sorgente perché a qualsiasi metallicità, anche alle più basse, troviamo stelle prossime al Plateau di Spite: in qualche modo in esse la deplezione è inibita. Tuttavia, la natura di questo fenomeno è del tutto sconosciuta, anche nel presente articolo viene ipotizzato un parametro ad hoc che possa riprodurre in modo soddisfacente le osservazioni a qualsiasi metallicità.

Capitolo 2

Campione osservativo

2.1 La missione Gaia

La missione Gaia è una missione della Agenzia Spaziale Europea (ESA) che ha l'obiettivo di studiare le popolazioni stellari della nostra Galassia, restituendo dati fotometrici e astrometrici di alta precisione (Gaia Collaboration et al., 2016). Gaia è stato progettato per indagare la formazione ed evoluzione della Via Lattea. Il telescopio spaziale Gaia è stato lanciato il 19 dicembre 2013 ed è arrivato al suo punto operativo, il secondo punto di Lagrange del sistema Sole-Terra-Luna, poche settimane dopo.

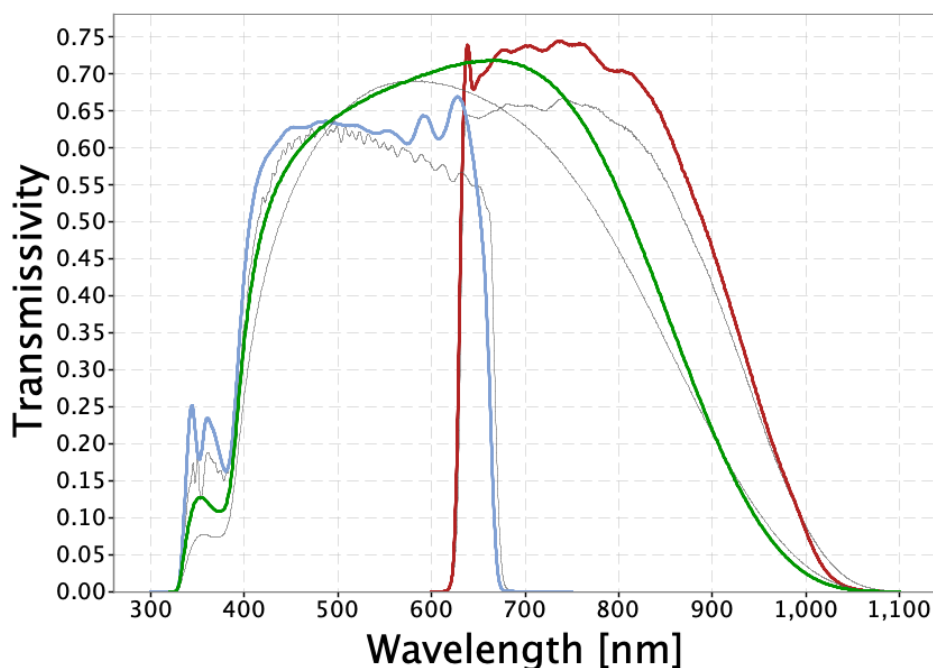


Figura 2.1: Curva di trasmissività delle tre bande Gaia (G in verde, BP in blu, RP in rosso)

2.1 La missione Gaia

Nel mese di Giugno del 2022 è stata rilasciata la terza edizione dei dati forniti da Gaia ([Gaia Collaboration et al., 2021](#)), qui utilizzata per ottenere il diagramma HR e il diagramma di Kiel delle sorgenti selezionate. Gaia fornisce magnitudini in tre bande: G(curva verde), BP(curva azzurra) e RP (curva rossa), i cui filtri sono mostrati in Figura 2.1. Inoltre, Gaia compie delle misure astrometriche di grande precisione, la parallasse risultata da Gaia è estremamente affidabile, la precisione va dallo 0.02 mas per sorgenti più luminose allo 0.1 mas per sorgenti meno luminose. Le informazioni fornite da Gaia e utilizzate per il campione stellare discusso in questo lavoro sono

- la magnitudine G, BP e RP, con relativi errori (dati in flusso);
- parallasse ed errore;
- le coordinate RA e DEC nel Sistema di Riferimento Celeste Internazionale (ICRS);
- il parametro chiamato non single stars, che segnala se è stata riscontrata binarietà.

Questi dati saranno utilizzati in questo lavoro per ricavare le temperature superficiali, la luminosità e l'accelerazione gravitazionale superficiale.

2.2 Selezione del campione

Il campione di stelle analizzato include oggetti studiati precedentemente, in articoli riguardanti misure di Li in stelle nane.

La Tabella 2.1 elenca il numero di oggetti e la referenza da cui sono esaminati.

Le analisi dell'abbondanza di litio in stelle nane iniziano ad ampliarsi dal 1982, con il lavoro di [Spite & Spite \(1982\)](#), e arrivano fino ad oggi, dal momento che il problema del litio è ancora ampiamente dibattuto.

Referenza	N°stelle
Spite& Spite (1982)	22
Deliyannis&Demarque (1991)	3
Norris et al. (1994)	5
Ryan et al. (1996)	7
Norris et al. (1997)	14
Charbonnel&Primas (2005)	117
Asplund et al. (2006)	24
Aoki et al. (2006)	1
Bonifacio et al. (2007)	19
Frebel et al. (2008)	1
Aoki et al. (2009)	11
Hosford et al. (2010)	18
Sbordone et al. (2010)	28
Melendez et al. (2010)	88
Behara et al. (2010)	1
Bonifacio et al. (2012)	16
Schaeuble et al. (2012)	37
Caffau et al. (2012)	1
Ito et al. (2013)	1
Hansen et al. (2014)	4
Roederer et al. (2014)	313
Caffau et al. (2016)	1
Matsuno et al. (2017)	2
Bonifacio et al.(2018)	7
Aguado et al. (2019)	1
Francois et al. (2020)	5
Matas Pinto et al. (2021)	11
Numero totale di stelle	758

Tabella 2.1: Lista dei lavori di letteratura per stelle di Popolazione II con misure di A(Li) e il numero corrispondente di stelle analizzate in ognuno.

2.2 Selezione del campione

Le sorgenti totali raccolte sono 758. Alcune stelle sono presenti in più lavori, perciò le abbiamo considerate una sola volta, in base alla loro identificazione in Gaia EDR3. Dal campione sono state escluse le sorgenti ritenute, già in letteratura, come RGB.

In particolare, il campione di [Roederer et al. \(2014\)](#) include stelle di diverso stato evolutivo e sono state escluse 39 stelle di Horizontal Branch (HB) e 98 stelle di RGB. Anche dal campione di [Charbonnel & Primas \(2005\)](#) sono state escluse 16 stelle di RGB. A valle di questa selezione, rimangono 376 stelle dichiarate come stelle nane, o senza una classificazione esplicita ma considerate generalmente come non evolute. Le informazioni raccolte dalla letteratura sono

- Stato evolutivo
- $[Fe/H]$ ed errore
- $A(Li)$, errore, con eventuale identificazione di upper limit se la riga di Li non sia stata osservata
- Temperatura effettiva, errore e metodo adottato
- $\log(g)$ ed errore
- Velocità radiale ed errore

2.2 Selezione del campione

Il campione finale discusso in questo lavoro include 376 oggetti, le cui referenze sono riportate in Tabella 2.2

N°stelle	Referenza
Spite& Spite (1982)	10
Norris et al. (1994)	2
Norris et al. (1997)	1
Charbonnel&Primas (2005)	40
Asplund et al. (2006)	2
Bonifacio et al. (2007)	2
Frebel et al. (2008)	1
Aoki et al. (2009)	2
Melendez et al. (2010)	65
Hosford et al. (2010)	3
Bonifacio et al. (2012)	15
Schaeuble et al. (2012)	32
Sbordone et al. (2012)	1
Caffau et al. (2012)	1
Ito et al. (2013)	1
Hansen et al. (2014)	3
Roederer et al. (2014)	168
Bonifacio et al.(2015)	3
Caffau et al. (2016)	1
Bonifacio et al.(2018)	7
Aguado et al. (2019)	1
Francois et al. (2020)	5
Matas Pinto et al. (2021)	11
Numero totale di stelle	376

Tabella 2.2: Lista di lavori di letteratura e il numero corrispondente di stelle di ognuno di cui si sono tenuti i dati per l'analisi successiva.

2.3 Caratteristiche del campione

Le sorgenti coprono un intervallo di metallicità ampio (Figura 2.2), con $[Fe/H]$ tra -6 dex e -0.4 dex, di cui 176 stelle con $[Fe/H] < -2.5$ dex.

Tale campione quindi include sia l'intervallo di $[Fe/H]$ usualmente usato per studiare lo Spite Plateau ($[Fe/H]$ tra -1.2 dex e -2.8 dex) sia quello dove si presenta il Li meltdown ($[Fe/H] < -2.8$ dex).

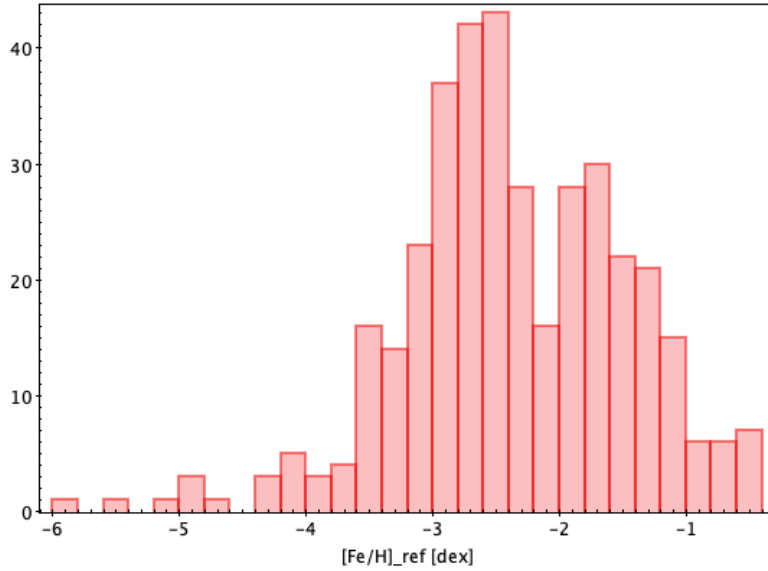


Figura 2.2: Distribuzione di $[Fe/H]$ del campione utilizzando i valori di letteratura.

Il campione copre un intervallo ampio di temperature effettive (Figura 2.3), compreso tra $4950K < T_{eff} < 7000K$.

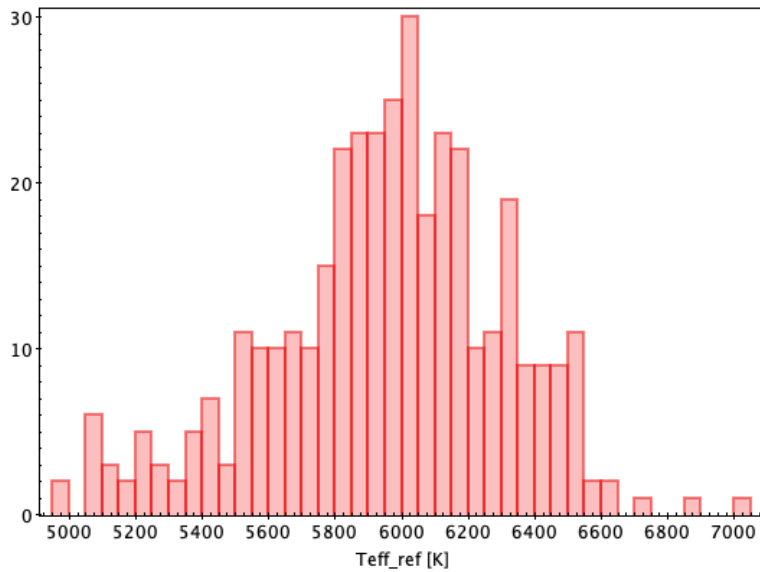


Figura 2.3: Distribuzione di T_{eff} del campione utilizzando i valori di letteratura.

2.3 Caratteristiche del campione

In Figura 2.4 si mostra il diagramma di Kiel, $\text{Log}(g)-T_{eff}$ ottenuto coi parametri di letteratura, dove le stelle sono colorate in accordo col valore di $[\text{Fe}/\text{H}]$ fornito in letteratura.

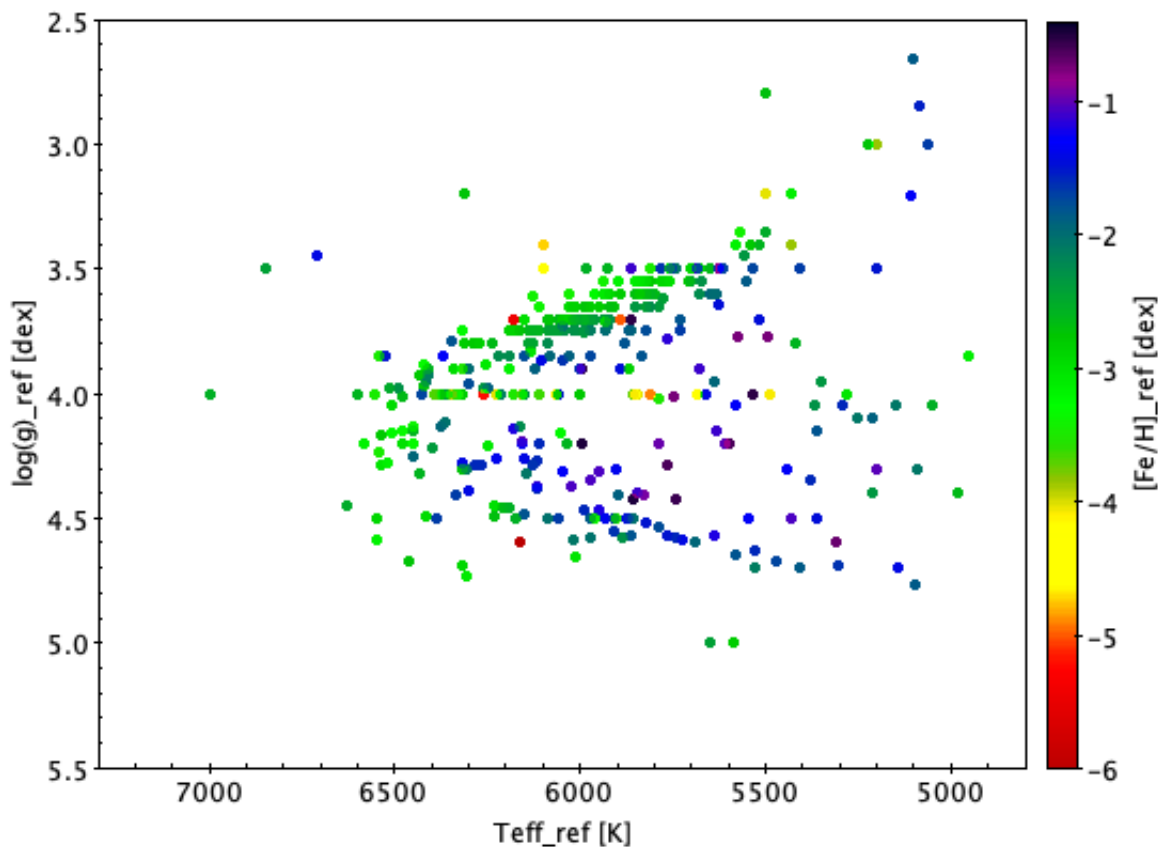


Figura 2.4: Il diagramma $\text{Log}(g)-T_{eff}$ ottenuto da i parametri di letteratura. I punti sono colorati in funzione del $[\text{Fe}/\text{H}]$ riportato in letteratura.

Oltre ad una elevata dispersione e alla presenza di molte stelle con valori di $\text{Log}(g)$ di 3.5 e 4 dex (valori spesso assunti e non calcolati), la maggior parte delle stelle sembra concentrarsi lungo il Braccio delle Sub-Giganti (SGB), con $3.5 < \text{Log}(g) < 4$ e $5600\text{K} < T_{eff} < 6200\text{K}$.

E' importante ricordare come i parametri stellari di letteratura siano stati ottenuti con metodi differenti.

In particolare, $\text{Log}(g)$ è il parametro più complesso da stimare spettroscopicamente e l'assenza di misura di parallasse per la maggior parte di questi lavori non permette una misura accurata e quindi una precisa determinazione dello stato evolutivo.

In Figura 2.5 è mostrata l'abbondanza di A(Li) in funzione della temperatura effettiva delle stelle, dove ogni stella è colorata in base al valore $[\text{Fe}/\text{H}]$ di letteratura.

2.3 Caratteristiche del campione

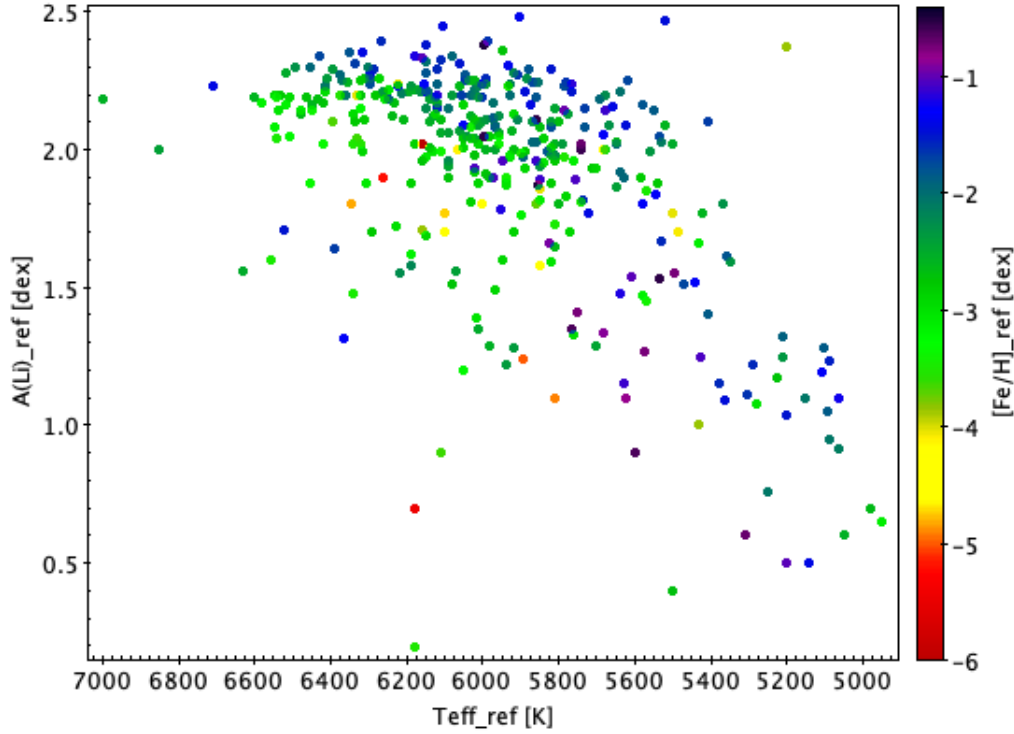


Figura 2.5: Andamento dei valori di letteratura di $A(\text{Li})$ in funzione di T_{eff} . Le stelle sono colorate in base al valore di letteratura di $[\text{Fe}/\text{H}]$.

Le stelle con $T_{eff} > 5700 - 5800\text{K}$ mostrano un valore comune di $A(\text{Li})$, attorno a 2.2-2.3 dex e corrispondente al Plateau Spite.

Sono presenti molte stelle con valori inferiori di $A(\text{Li})$, molte delle quali con $[\text{Fe}/\text{H}] < -3$ dex, ossia associabili al Li meltdown.

Dalla Figura 2.5 risulta evidente una diminuzione di $A(\text{Li})$ per T_{eff} inferiori di $5700 - 5800\text{K}$. Il calo di $A(\text{Li})$ a basse temperature è probabilmente dovuto ad effetti convettivi, in grado di raggiungere le regioni dove il Li è stato distrutto e diluire il valore superficiale. Tale effetto può verificarsi sia per stelle di bassa Sequenza Principale sia per stelle di simile temperatura ma alla base dell'RGB, a causa del FDU. Questo sottolinea ancora una volta l'importanza di identificare correttamente lo stato evolutivo delle stelle del campione per discriminare tra i due scenari.

Secondo i modelli di evoluzione stellare, la soglia di temperature cui avviene questo calo - che chiameremo temperatura di cutoff - dipende dalla metallicità della stella. Già nell'articolo di [Meléndez et al. \(2010\)](#) si propone di utilizzare una relazione empirica per determinare i vari cut off. Nell'articolo si mostrano prima diversi cut-off, a $T_{eff} = 5700\text{ K}$, $T_{eff} = 6100\text{ K}$ e $T_{eff} = 6350\text{ K}$, l'utilizzo di un cut-off più caldo è utile per eliminare le stelle più povere di Li a basse metallicità, ma elimina dal Plateau di Spite le stelle con $[\text{Fe}/\text{H}] > -2$ dex. È stata quindi proposta una relazione empirica che dipende dalla metallicità: un cut-off più caldo per sorgenti a bassa metallicità, viceversa, più freddo per metallicità più alte. La relazione empirica trovata da [Meléndez et al. \(2010\)](#) è

$$T_{eff,cut-off} = 5850 - 180 \times [\text{Fe}/\text{H}]$$

Viene mostrato come un tale valore di soglia escluda sole le stelle con abbondanza di Li significativamente bassa. Ad ogni modo, risulta chiaro come sia spesso sottova-

2.3 Caratteristiche del campione

lutata la questione della temperatura di cut-off: imporre una soglia unica potrebbe escludere delle sorgenti significative.

La Figura 2.6 mostra l'abbondanza di litio, $A(\text{Li})$, in funzione di quella di Fe, $[\text{Fe}/\text{H}]$. I punti sono colorati in accordo alla temperatura effettiva.

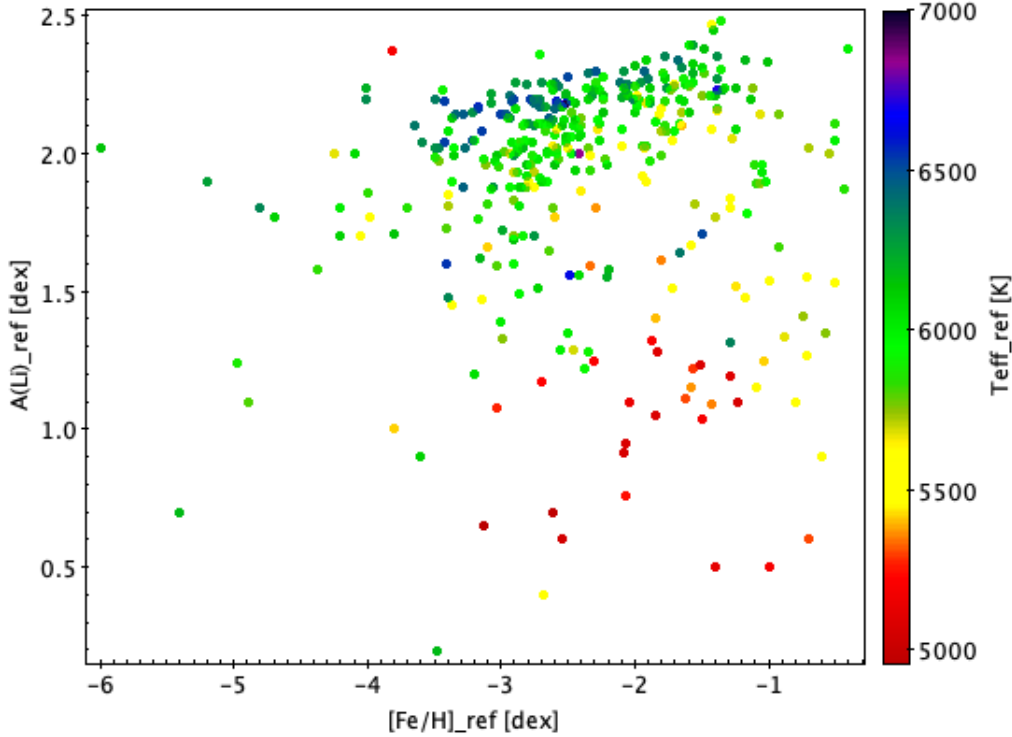


Figura 2.6: Andamento di $A(\text{Li})$ in funzione della metallicità riportata in letteratura. I punti sono colorati in base alle T_{eff} di letteratura delle sorgenti.

Le stelle con $A(\text{Li}) < 2$ dex, $T_{\text{eff}} > 5800\text{K}$ e $[\text{Fe}/\text{H}] > -2.5$ dex sono 31; se si restringe l'intervallo di metallicità a $-3 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.2$ diminuiscono a 20. Come già discusso in letteratura, stelle nane con $A(\text{Li})$ inferiore al valore dello Spite Plateau possono essere spiegati in varie maniere. Ad esempio, potrebbero essere sistemi binari. Infatti, le 20 sorgenti rimaste potrebbero essere sistemi binari interagenti. In tali sistemi vi è un oggetto primario sul quale fluisce materiale proveniente dalla stella compagna, il quale viene sottratto agli strati sempre più profondi della stella. Le zone profonde di una struttura stellare sono impoverite dal Li, e dunque l'oggetto su cui fluisce materia, la riceve da zone in cui è avvenuta la distruzione dell'elemento. Tutto ciò porta le stelle binarie a posizionarsi nella zona sottostante al Plateau di Spite.

Il numero totali di oggetti con $A(\text{Li}) > 2$ dex, $T_{\text{eff}} > 5800\text{K}$ e nel range di metallicità dove si osserva lo Spite Plateau, ossia $-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -3$, è di $N_{\text{star}} = 149$, con una media di $A(\text{Li}) \sim 2.19$ dex con una deviazione standard di 0.09 dex. La media ha valore puramente descrittivo, non è rappresentativa del valore costante del plateau, dal momento che si sta discutendo un campione composto da scale diverse di temperatura.

2.4 Parametri stellari da Gaia EDR3

Una volta definito il database, si è inserita la lista delle stelle nel catalogo Gaia.¹ Si è imposto un raggio di ricerca di 2'' per individuare le sorgenti. Per sei di queste, l'archivio ha riscontrato altre sorgenti nel raggio di osservazione, le quali sono scartate dall'analisi perché estremamente deboli. Dopodiché si sono utilizzati i dati fotometrici e astrometrici di Gaia per ottenere i valori di temperatura e luminosità dei targets. Il diagramma HR mette in relazione la luminosità delle stelle con la temperatura superficiale. Il diagramma di Kiel mette in relazione la $\text{Log}(g)$ con la temperatura superficiale. Per ottenere i parametri stellari delle stelle del nostro campione si è utilizzata la fotometria Gaia. Dalle bande BP e RP si è ottenuto il colore (BP-RP), poi trasformato in temperatura tramite opportune conversioni. Invece la luminosità è stata ottenuta in base alla temperatura, alla distanza e alla magnitudine G. Il primo passaggio nel calcolo dei parametri è ottenere le magnitudini de-arrossate. Per fare ciò, si richiede la conoscenza di due parametri: il coefficiente di estinzione e l'eccesso di colore. Una generica magnitudine de-arrossata è data da

$$m_{m0} = m_m - A_m$$

L'estinzione, espressa attraverso A_m , è un fenomeno provocato dalla presenza di polvere lungo la linea di vista, e dipende dalla distanza e dalla direzione dell'osservazione. La polvere ha l'effetto di rendere la luce stellare più debole e più rossa di quella intrinseca, poiché assorbe nell'UV e riemette nell'infrarosso. Il parametro A_m è convenzionalmente espresso come rapporto A_m/A_V dove A_V è l'estinzione a $\lambda = 550nm$. Per cui

$$m_{m0} = m_m - A_V \frac{A_m}{A_V}$$

L'estinzione su un colore è data da

$$(B - V)_0 = (B - V) - (A_B - A_V)$$

Dove si chiama *eccesso di colore* la differenza tra le due estinzioni $E(B - V) = (A_B - A_V)$.

$$(B - V)_0 = (B - V) - E(B - V)$$

Convenzionalmente si scrive tutto in funzione di (B-V), perciò per lavorare in altre bande si scrive

$$E(B - V) = (A_B - A_V) = 0.32A_V \longrightarrow A_V = 3.12E(B - V)$$

Poiché $A_B = 1.32A_V$ e $\frac{A_m}{A_V} = \frac{R_m}{R_V}$:

$$A_m = R_m \times E(B - V) = R_V \frac{A_m}{A_V} \times E(B - V) = 3.12 \times k_m \times E(B - V)$$

Per ogni magnitudine di Gaia la formula adottata per de arrossare sarà

$$m_{m0} = m_m - 3.12 \times \frac{A_m}{A_V} \times E(B - V) = m_m - 3.12 \times k_m \times E(B - V)$$

Per ogni stella è necessario conoscere il valore dell'eccesso di colore e del coefficiente di estinzione k_m . L'eccesso di colore è stato preso dalle mappe del database di STILISM (Lallement et al., 2014, Capitanio et al., 2017). Il web-tool STILISM²

¹<https://gea.esac.esa.int/archive/>

²<https://stilism.obspm.fr>

2.4 Parametri stellari da Gaia EDR3

fornisce i valori di $E(B-V)$ in funzione della distanza data la direzione di osservazione. L'eccesso di colore è stato quindi ottenuto per ogni stella partendo dal valore della distanza fornita dalla parallasse di Gaia. Per le sorgenti che non rientravano negli intervalli forniti da STILISM, è stato utilizzato il valore di $E(B-V)$ asintotico - ossia a distanza infinita - fornito da [Schlafly & Finkbeiner \(2011\)](#). Le sorgenti per cui si è usato il valore asintotico sono 174 e sono poste a distanze maggiori di 500 pc. A seconda della direzione, STILISM copre distanze diverse, ma in coordinate ICRS erano spesso comprese tra $300pc < distanza < 400pc$, per cui si è usata come distanza di soglia 500pc. I coefficienti di estinzione sono dati dalla seguente formula ([Danielski et al., 2018](#), [Fitzpatrick et al., 2019a](#), [Jordi et al., 2010](#), [Riello et al., 2021](#))³:

$$k_m = a_1 + a_2X + a_3X^2 + a_4X^3 + a_5A_0 + a_6A_0^2 + a_7A_0^3 + a_8A_0X + a_9A_0X^2 + a_{10}XA_0^2$$

Nella Tabella 2.3 sono riportati i coefficienti della formula, che dipendono dalla magnitudine adottata La cui incognita X è il colore $(BP - RP)_0$ al quale valore si

mag	a_1	a_2
G	0.995969721536602	-0.159726460302015
BP	1.15363197483424	-0.0814012991657388
RP	0.66320787941067	-0.0179847164933981
	a_3	a_4
G	0.0122380738156057	9.0726555099859E-4
BP	-0.036013023976704	0.0192143585568966
RP	4.93769449961458E-4	-0.00267994405695751
	a_5	a_6
G	0.00151347495244888	-2.52364537395142E-5
BP	8.40562680547171E-4	-1.31018008013549E-5
RP	3.30179903473159E-5	1.57894227641527E-6
	a_7	a_8
G	0.0114522658102451	-0.0377160263914123
BP	0.00660124080271006	-0.022397548243016
RP	-7.9800898337247E-5	-0.00651422146709376
	a_9	a_{10}
G	-9.36914989014318E-4	-2.60296774134201E-4
BP	-8.82247501989453E-4	-1.11215755291684E-4
RP	2.55679812110045E-4	1.10476584967393E-5

Tabella 2.3: Coefficienti per il calcolo dei coefficienti k_m per le tre bande Gaia.

converge tramite un ciclo do; mentre A_0 è

$$A_V = A_0 = 3.12 \cdot E(B - V)$$

I coefficienti k_m sono i coefficienti di estinzione in una data banda m e rappresentano il rapporto A_m/A_0 , dove A_0 è l'estinzione a $\lambda = 550nm$.

³This research or product makes use of public auxiliary data provided by ESA/Gaia/DPAC/CU5 and prepared by Carine Babusiaux

2.4.1 La temperatura effettiva

Una volta ottenuti gli eccessi di colore e i coefficienti di estinzione per le sorgenti, si procede al calcolo della temperatura. Il colore de-arrossato è

$$(BP - RP)_0 = (BP - RP) - 3.12 \times E(B - V) \times (k_{BP} - k_{RP})$$

Le temperature effettive dei targets sono state ottenute adottando le trasformazioni tra colore $(BP - RP)_0$ e T_{eff} fornite da [Mucciarelli et al. \(2021\)](#).

La conversione tra colore intrinseco e temperatura dipende debolmente dalla metallicità della stella e dallo stato evolutivo.

In questo caso ci aspettiamo che le sorgenti siano non evolute, e dunque delle nane di Sequenza Principale.

Tali trasformazioni hanno una debole dipendenza da $[Fe/H]$, per ogni stella è stata assunta la metallicità fornita in letteratura.

Le conversioni adottate di [Mucciarelli et al. \(2021\)](#) sono date dalle formula

$$\theta = b_0 + b_1C + b_2C^2 + b_3[Fe/H] + b_4[Fe/H]^2 + b_5[Fe/H]C$$

Dove C è il colore de-arrossato e l'abbondanza di ferro è data dalle referenze di letteratura.

In Tabella 2.4 sono presenti i coefficienti per la formula di conversione colore-temperatura, per stelle nane di MS. Il colore di queste sorgenti deve appartenere all'intervallo $[0.39-1.50]$.

b_0	b_1	b_2	b_3	b_4	b_5
0.4929	0.5092	-0.0353	0.0192	-0.0020	-0.0395

Tabella 2.4: Coefficienti della conversione $(BP - RP)_0 - T_{eff}$ da [Mucciarelli et al.](#).

Infine, la temperatura è data da

$$T_{eff} = \frac{\theta}{5040}$$

La Figura 2.7 mostra la distribuzione delle differenze tra le nuove temperature Gaia e quelle date dalla letteratura.

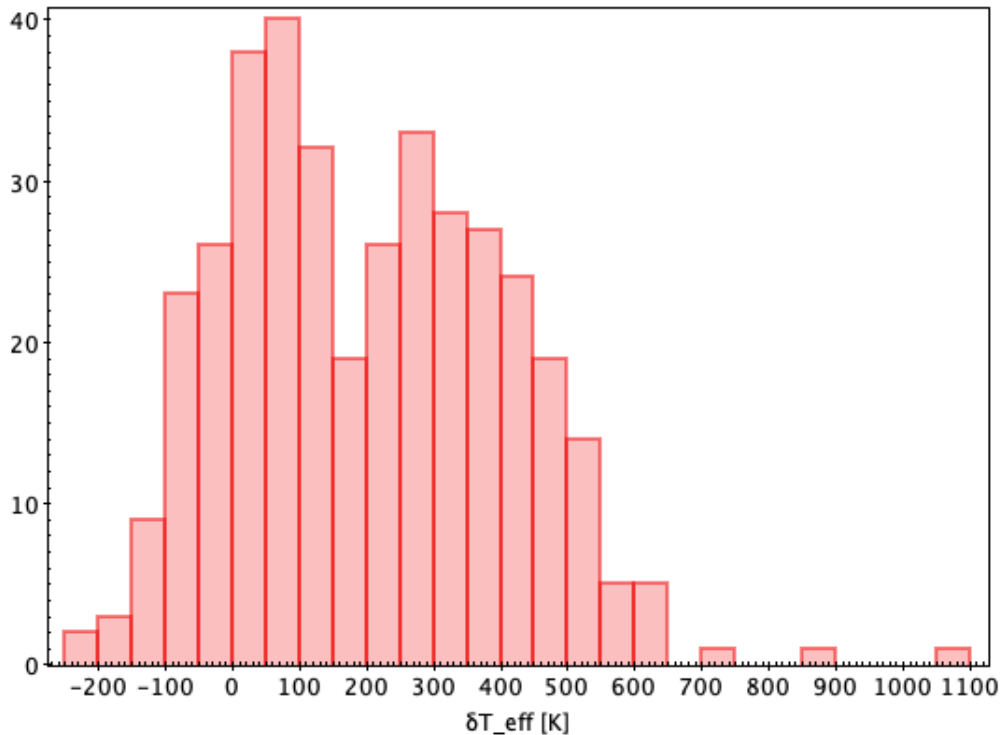


Figura 2.7: Distribuzione delle differenze tra le temperature, con indicato $\delta T_{eff} = T_{eff,Gaia} - T_{eff,ref}$

Le nuove stime sono mediamente più alte di 200K, la differenza tra le due temperature è compresa $-239K < \delta T_{eff} < 1067K$, che si distribuisce attorno a un valore mediano di $\delta T_{eff} \sim 194K$. Le sorgenti con una differenza di temperatura molto grande, potrebbero essere affette da errori rilevanti: nel caso in cui fossero confermati i valori dopo la pulizia del campione, andrà approfondito il caso.

2.4.2 Luminosità e $\text{Log}(g)$

I valori di $\text{Log}(L/L_\odot)$ e di $\text{Log}(g)$ si ottengono dalla magnitudine G combinata con il valore della distanza della sorgente. Per prima cosa, si de-arrossa la magnitudine come visto in precedenza.

$$m_{G,0} = m_G - 3.1 \cdot k_G \cdot E(B - V)$$

Per ottenere la magnitudine bolometrica, si deve tener conto della correzione bolometrica della banda utilizzata. La correzione bolometrica permette di passare da una magnitudine in una banda alla magnitudine bolometrica, fondamentale per ottenere la luminosità. La correzione bolometrica può essere calcolata in base alla distribuzione di energia della stella, solitamente parametrizzata attraverso la temperatura. In questo lavoro, si sono utilizzate le correzioni di [Andrae et al. \(2018\)](#), date dalla formula

$$BC_G(T_{eff}) = \sum_{i=0}^4 a_i (T_{eff} - T_{eff\odot})^i$$

Nella Tabella 2.5 i coefficienti della formula per la correzione bolometrica La banda

	BC_G	$\sigma(BC_G)$
a_0	6e-02	2.634e-02
a_1	6.731e-05	2.438e-05
a_2	-6.647e-08	-1.129e-09
a_3	2.859e-11	-6.722e-12
a_4	-7.197e-15	1.635e-15

Tabella 2.5: Coefficienti per il calcolo della correzione bolometrica.

G è una banda molto larga che permette di applicare la stessa correzione a sorgenti differenti. In effetti, la correzione è applicata a sorgenti con metallicità diverse, perché, come dimostrato da [Andrae et al. \(2018\)](#), può essere utilizzato per un range vasto di $[Fe/H]$. La magnitudine bolometrica in banda G è ricavata tramite

$$M_{bol} = BC_G + m_{G,0} - (m - M)_0$$

Dove il modulo di distanza è dato da

$$(m - M)_0 = 5 \text{Log}(d_{pc}) - 5$$

$$\text{Log}(L/L_\odot) = -0.4 \cdot (M_{bol} - M_{bol\odot})$$

Sfruttando la legge di Stefan-Boltzmann per l'irraggiamento $F(T) = \sigma T^4$, la relazione massa luminosità $L/L_\odot = (M/M_\odot)^4$ si ottiene l'accelerazione gravitazionale superficiale delle sorgenti

$$g = \frac{GM}{r^2} = \frac{G \cdot (L/L_\odot)^{1/4} M_\odot \cdot 4\pi\sigma T^4}{L}$$

$$\longrightarrow \text{Log}_{10}(g) = \text{Log} \left(\frac{4\pi\sigma G M_\odot}{L_\odot^{1/4}} \right) - \frac{3}{4} \text{Log}_{10}(L) + 4 \text{Log}_{10}(T)$$

2.4 Parametri stellari da Gaia EDR3

I valori solari assunti sono $T_{eff\odot} = 5772K$, $L_{\odot} = 3.90 \times 10^{33} erg/s$, $M_{\odot} = 1.99 \times 10^{33} g$ e la magnitudine bolometrica 4.75.

Le luminosità ottenute coprono un intervallo di $-0.76 < Log(L/L_{\odot}) < 2.12$.

Il logaritmo dell'accelerazione gravitazionale superficiale copre un intervallo di $2.9 < Log(g) < 5.2$, con una media di $Log(g) \sim 4.3$ dex. In Figura 2.8 si mostra il diagramma di Kiel con i dati di Gaia di $Log(g)$ e T_{eff} .

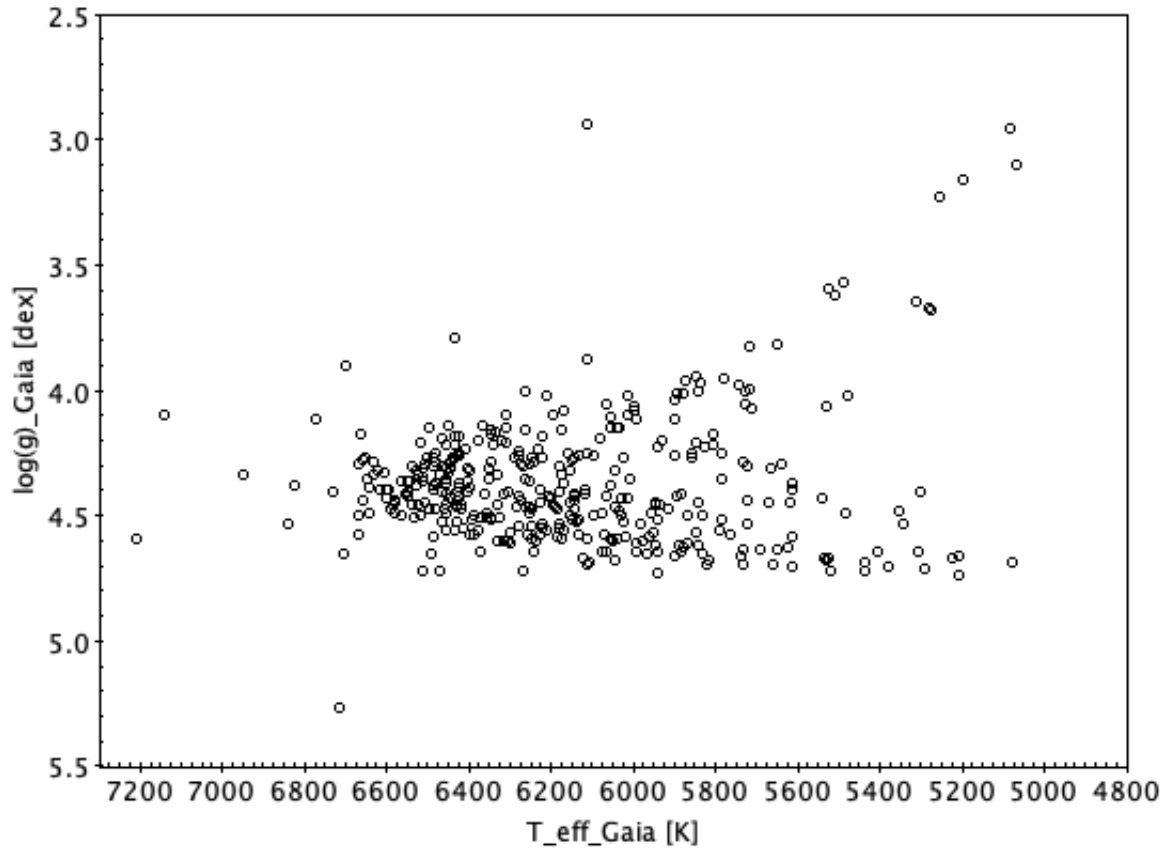


Figura 2.8: Diagramma di Kiel con i parametri stellari ottenuti da Gaia

2.5 Omogenizzazione di $A(\text{Li})$ e $[Fe/H]$

L'abbondanza di litio dipende fortemente dalle temperature effettive, mentre è insensibile ai valori di $\text{Log}(g)$ e velocità di microtubolenza. Una differenza in temperatura di 100 K comporta una variazione di $\sim 0.06/0.07$ dex in $A(\text{Li})$. Il campione di stelle a nostra disposizione include temperature ottenute con diversi metodi, sia spettroscopici sia fotometrici. La disomogeneità delle diverse temperature ha quindi un forte impatto sui valori di $A(\text{Li})$. Per questo motivo, avendo uniformato le temperature del campione, è necessario omogenizzare i valori di $A(\text{Li})$. I nuovi valori di $A(\text{Li})$ sono stati calcolati partendo dai valori di letteratura e applicando i nuovi parametri Gaia.

La procedura parte dai parametri stellari e da $A(\text{Li})$ di letteratura. Per ogni stella viene calcolato lo spettro sintetico della riga di Li a 6708\AA usando il codice SYNTHE (Kurucz 2005) e viene successivamente calcolata la corrispondente larghezza equivalente associata a quell'abbondanza. Il passaggio successivo è di calcolare una griglia di sintetici con i parametri ottenuti da Gaia, variando solo l'abbondanza di $A(\text{Li})$. Per ogni sintetico viene calcolata la larghezza equivalente. In base alla larghezza equivalente che meglio riproduce quella ottenuta precedentemente si attribuisce la nuova abbondanza di Li.

La Figura 2.9 mostra l'andamento della differenza $\delta A(\text{Li}) = A(\text{Li})_{\text{Gaia}} - A(\text{Li})_{\text{ref}}$ in funzione del valore di $A(\text{Li})_{\text{Gaia}}$.

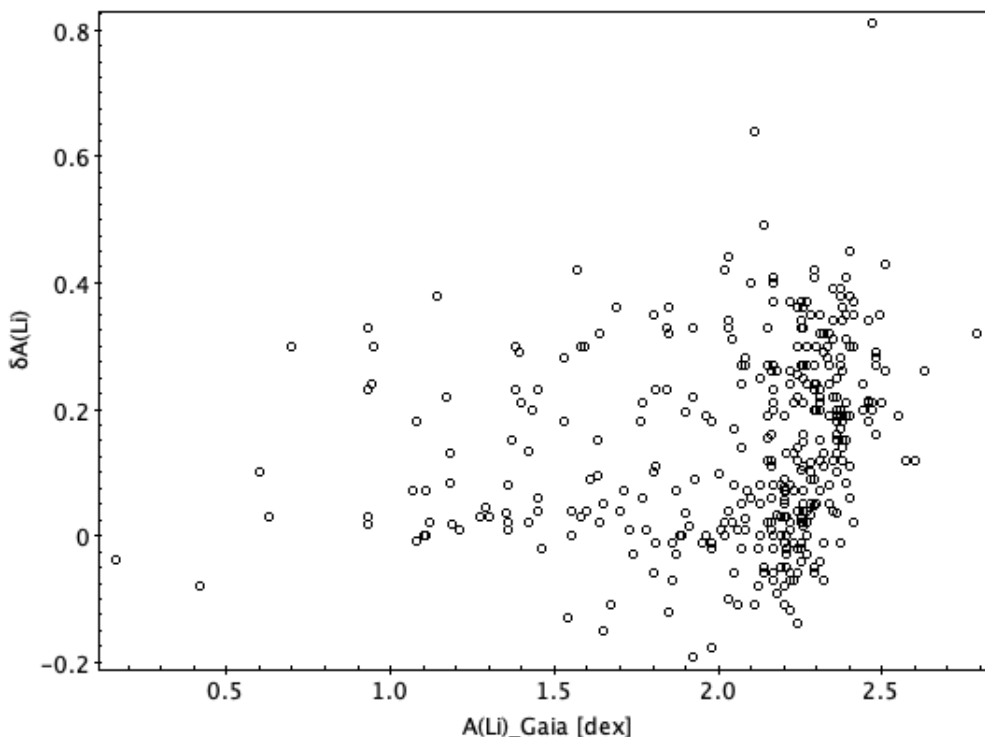


Figura 2.9: Andamento della differenza di $\delta A(\text{Li}) = A(\text{Li})_{\text{Gaia}} - A(\text{Li})_{\text{ref}}$ in funzione dei valori di $A(\text{Li})$ ottenuti con Gaia.

2.5 Omogenizzazione di A(Li) e [Fe/H]

Dalla Figura 2.9 si vede come i valori nuovi di A(Li) siano mediamente più alti di ~ 0.14 dex. Il valore massimo di differenza arriva $\delta A(Li) = 0.81$ dex, e il minimo a $\delta A(Li) \sim -0.19$ dex, e la mediana è a 0.125 dex. Come discusso precedentemente le temperature Gaia risultano alcune centinaia di Kelvin più calde di quelle di letteratura, il che comporta un valori di A(Li) più alto. Ci si aspetta che le temperature Gaia siano di media più alte di $100 - 200 K$, visto che $\delta A(Li)/\delta T_{eff} \sim 0.07 dex/100K$ per stelle di MS e SGB.

Il valore di [Fe/H] è stato ricalcolato in funzione delle nuove temperature Gaia, usando alcune stelle di diversa metallicità, si è stimata la variazione media di [Fe/H] al variare della temperatura.

La correzione è in funzione della metallicità di letteratura:

$$corr = 0.017 - 0.025 \times [Fe/H]_{ref}$$

Questa formula fornisce la variazione di [Fe/H] per una variazione di 100 K. Per ogni stella è stata quindi calcolata l'appropriata correzione in base alla differenza tra [Fe/H] di letteratura e Gaia e aggiunta al valore di letteratura. La Figura 2.10 mostra la differenza tra la metallicità omogenizzata alle nuove temperature e quella data dalle referenze.

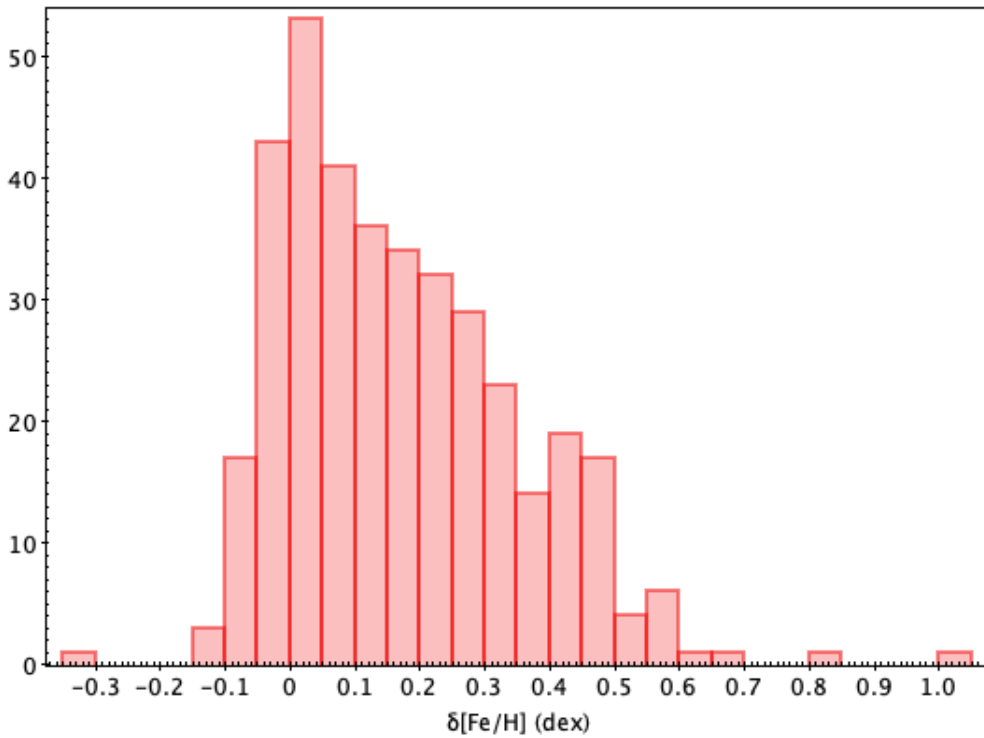


Figura 2.10: Distribuzione delle differenze di [Fe/H], con indicato $\delta[Fe/H]$ come $\delta[Fe/H] = [Fe/H]_{Gaia} - [Fe/H]_{reference}$.

Il nuovo valore di [Fe/H] è più alto di ~ 0.17 dex. I valori sono compresi tra $-0.31 < \delta[Fe/H] < 1.01$ e la mediana è a $\delta[Fe/H] = 0.14$ dex.

2.5.1 Diagramma di Kiel di letteratura e di Gaia

Nel paragrafo 2.3 avevamo visto come il piano di Kiel dato dai valori di letteratura fosse disomogeneo a causa dei metodi diversi adottati per stimare la temperatura e la gravità. Vogliamo mostrare la differenza tra il piano di Kiel di letteratura (Figura 2.11) e quello di Gaia (Figura 2.12), con i punti colorati in funzione della metallicità.

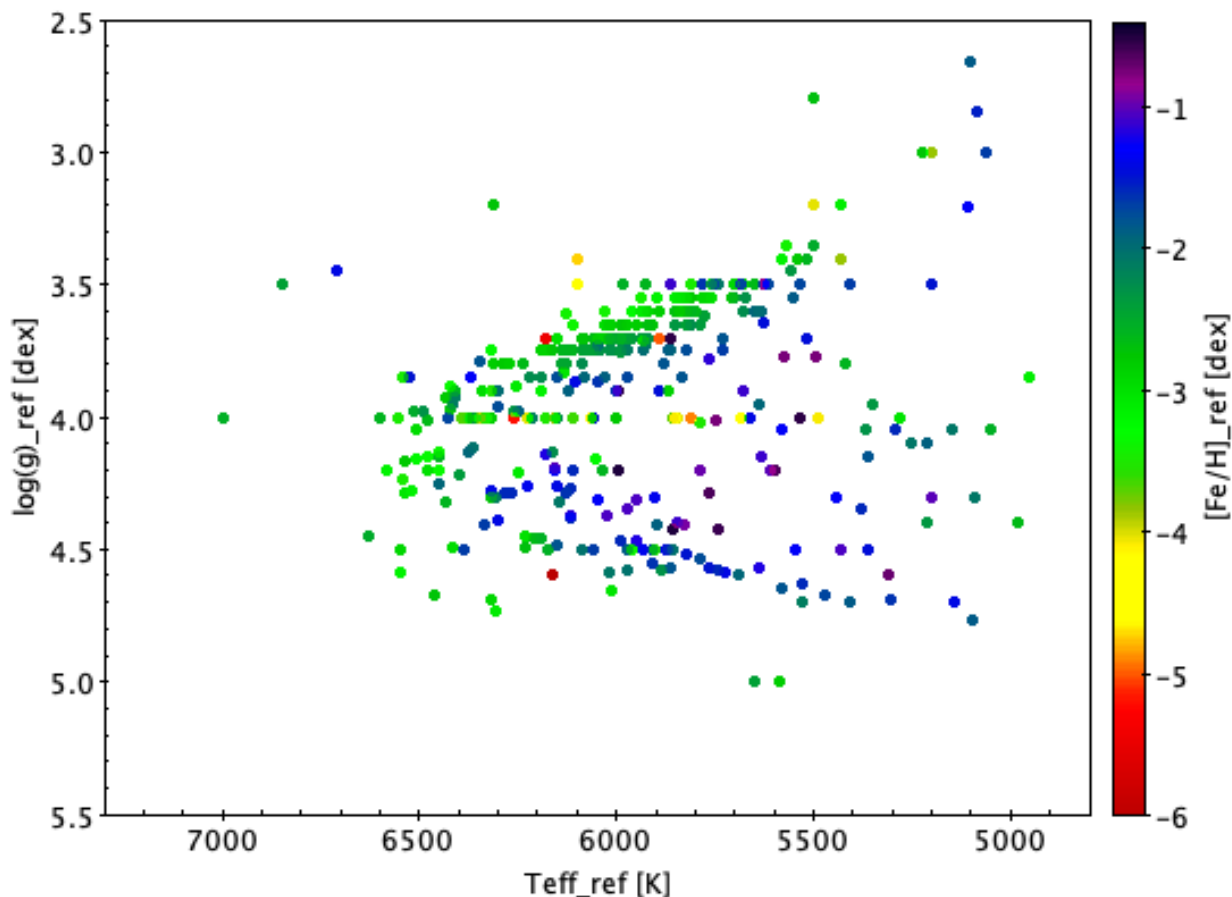


Figura 2.11: Piano di Kiel dalla letteratura con oggetti colorati in base alla metallicità data dalla letteratura.

L'accelerazione gravitazionale di letteratura, talvolta viene calcolata attraverso metodi spettroscopici. Il metodo sfrutta il fatto che le righe del Fe neutro non risentono della gravità superficiale; mentre le righe del Fe ionizzato risentono della gravità superficiale. La misura della $Log(g)$ avviene allora attraverso una calibrazione che tenga conto della dipendenza dalla gravità della riga del Fe ionizzato. Questo metodo, però, può restituire calcoli imprecisi, se le calibrazioni sono affette da errori. E' dunque un metodo soggetto a diversi bias.

Il piano di Kiel di Gaia mostra una dispersione minore rispetto a quello di letteratura. Grazie ai dati Gaia, è stato possibile calcolare un valore preciso di $Log(g)$, salvo alcune sorgenti affette da errori significativi che discuteremo nel prossimo capitolo. Un calcolo preciso della temperatura e dell'accelerazione gravitazionale sono indispensabili per la determinazione dello stato evolutivo delle sorgenti. La differenza nell'utilizzo di parametri omogenei ottenuti da Gaia è evidente: il nuovo diagramma

di Kiel mostra chiaramente la presenza di diverse Sequenze Principali, shiftate tra di loro a seconda del valore di $[Fe/H]$ (come mostrato in Fig. 2.12).

Inoltre, risulta chiaro che la maggior parte delle stelle che prima sembravano distribuite lungo l'SGB, a causa di una cattiva determinazione di $\text{Log}(g)$, ora risultano distribuite lungo la Sequenza Principale. La possibilità di identificare lo stato evolutivo di queste stelle è il primo passo per comprendere la loro distribuzione di $A(\text{Li})$, come discusso nei prossimi capitoli.

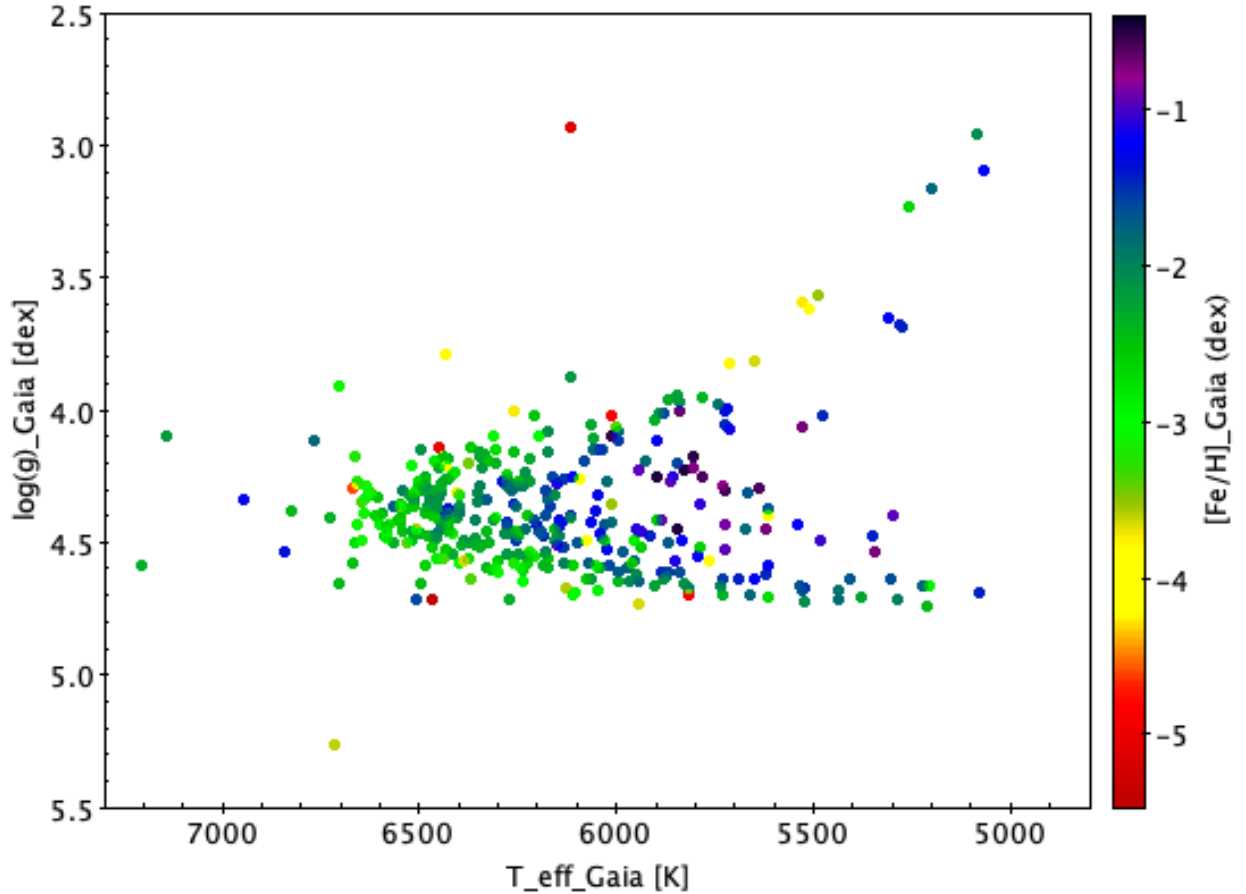


Figura 2.12: Piano di Kiel ottenuto con i parametri stellari da Gaia, con i punti colorati in base alla metallicità omogeneizzata con le nuove temperature Gaia.

Capitolo 3

Analisi del campione

Il campione osservativo discusso nel precedente capitolo è stato successivamente analizzato per evidenziare le stelle in diverse fasi evolutive o affette da processi specifici che possano modificare il valore di $A(\text{Li})$. La selezione del campione si è basata su

- sorgenti con parametri affetti da incertezze elevate, si sono calcolate le maggiori fonti di errori, ossia l'incertezza sulla parallasse e sulla fotometria;
- lo stato evolutivo delle sorgenti, si escludono le stelle la cui abbondanza di litio sia alterata dal FDU in base ad appropriati modelli di evoluzione stellare;
- cut off per alte metallicità, si sono escluse stelle con metallicità significativamente maggiore di quella usualmente utilizzata per lo Spite Plateau (e quindi per definire stelle di Popolazioni II);
- sistemi binari, si sono discusse a parte stelle conosciute essere binarie;
- le stelle Carbon Enhanced Metal Poor (CEMP), si sono discusse a parte le sorgenti identificate come carbon-enhanced dal database SIMBAD.

Alla fine del capitolo si presentano due sotto campioni: uno meno stringente, che non escluda oggetti appartenenti al Li Meltdown (campione α), uno più stringente sulle sorgenti affette da errori (campione β).

3.1 Sorgenti affette da errori sui parametri

La prima analisi si basa sulla determinazione delle maggiori fonti di errore del campione. I dati ottenuti da Gaia, la temperatura e l'accelerazione gravitazionale superficiale, dipendono dalla precisione della fotometria, della parallasse, dell'eccesso di colore.

In particolare, l'incertezza totale sulle temperature è data dalla somma in quadratura di diversi errori su T_{eff} , dovuti all'errore fotometrico, dall'errore sull'eccesso di colore e dall'incertezza nella conversione colore-temperatura.

L'incertezza totale su $\text{Log}(g)$, invece, è data dalla somma in quadratura dell'errore sulla banda G, sulla parallasse, sull'errore totale in T_{eff} e sulla correzione bolometrica.

3.1 Sorgenti affette da errori sui parametri

Tuttavia, le incertezze su cui si è lavorato sono quella sulla parallasse e sulla fotometria, perché sono quelle che possono maggiormente affliggere i valori finali.

Infatti, l'errore sull'eccesso di colore -dell'ordine di 10^{-3} mag- si traduce in un errore irrilevante di temperatura -dell'ordine di pochi Kelvin-, mentre l'errore dato dalla conversione colore-temperatura è uguale per tutte le sorgenti e pari a $\pm 63K$ come riportato in [Mucciarelli et al., 2021](#).

La correzione bolometrica adottata ([Andrae et al., 2018](#)) dipende dalla temperatura e dalla banda G, e come vedremo, quest'ultima è molto precisa, per cui l'errore dovuto alla correzione è irrilevante ai fini della pulizia del campione.

Le sorgenti sono discriminate dall'incertezza sulla fotometria e sulla parallasse.

Inoltre, essendo il Li-Meltdown di particolare interesse, non sono state eliminate le sorgenti con $[Fe/H] < -3$ dex da uno dei due campioni (campione α).

Quest'ultime risultano essere le più lontane del campione e con gli errori più grandi. In Figura 3.1 è riportato l'andamento della distanza delle sorgenti in funzione del $[Fe/H]$. Si nota subito come le stelle sotto $[Fe/H] \sim -3$ dex siano distribuite in un intervallo più ampio di distanze, fino a ~ 10 kpc. Una sola sorgente (J1742+2531 da [Bonifacio et al., 2015](#)) mostra una distanza estremamente elevata (oltre 60 kpc) e verrà discussa successivamente.

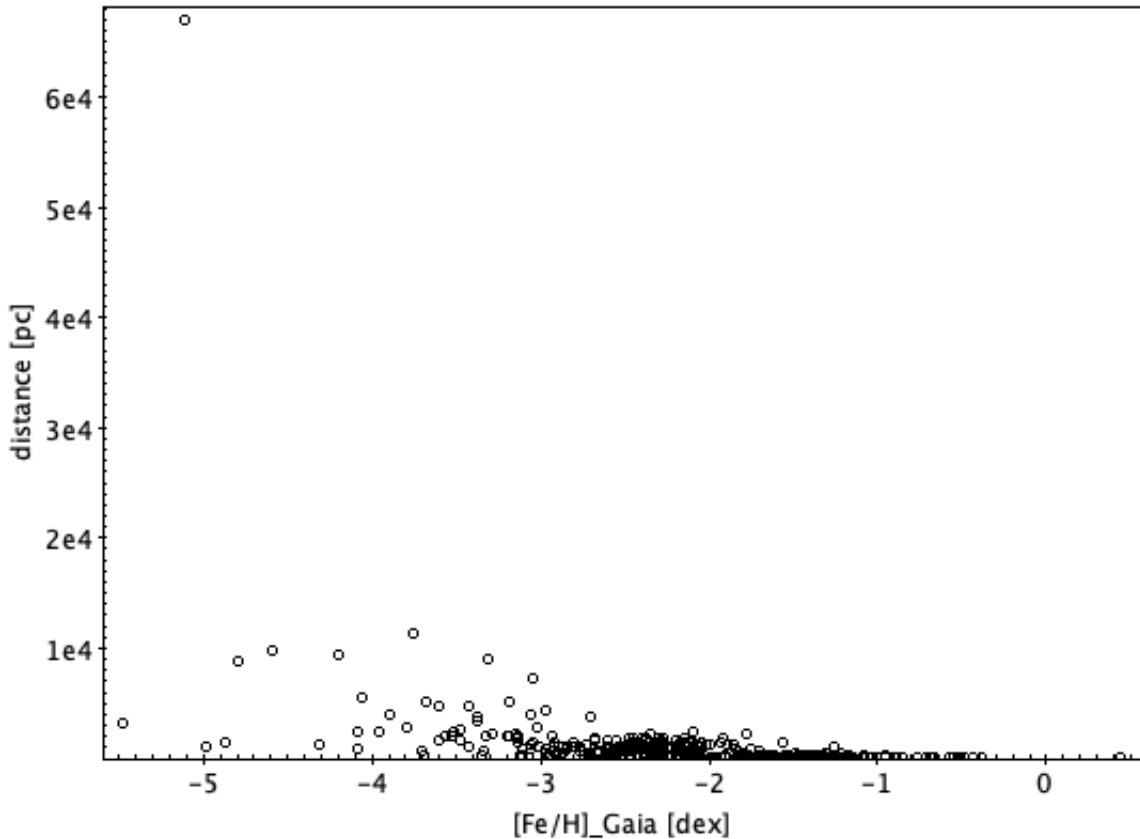


Figura 3.1: Andamento della distanza fornita da Gaia in funzione di $[Fe/H]$.

3.1.1 Incertezza fotometrica

L'archivio di Gaia fornisce l'incertezza in flusso delle tre bande G, BP e RP. Queste devono, allora, essere convertite da incertezze in flusso a incertezze sulla magnitudine, tramite la conversione

$$\sigma_m = \frac{1.086}{\sigma_{flux}}$$

L'incertezza fotometrica restituita da Gaia risulta essere molto piccola, grazie alla precisione delle osservazioni. La σ_G di Gaia è dell'ordine di 10^{-4} mag.

La distribuzione degli errori fotometrici della magnitudine G è mostrato nella Figura 3.2.

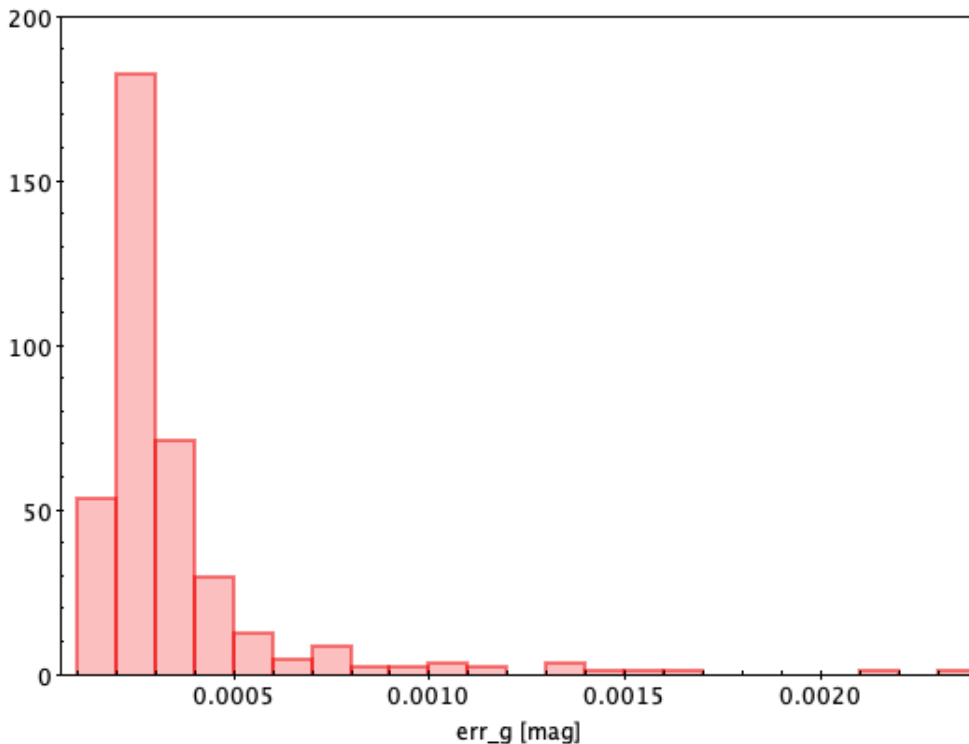


Figura 3.2: Errore fotometrico sulla magnitudine in banda G.

La quasi totalità degli oggetti mostra degli errori dell'ordine di 10^{-4} mag, solo 13 di questi hanno errori di un ordine di grandezza in più, ossia 10^{-3} mag. Un tale errore non risulta ad ogni modo significativo in termini di variazione del valore di $\text{Log}(g)$, per cui si è deciso di non escludere tali sorgenti dal campione.

L'errore sul $\text{Log}(g)$ dovuto alla fotometria risulta al più dell'ordine del millesimo.

L'incertezza sulla temperatura superficiale dei targets dovuta al solo errore fotometrico, è data dalla combinazione dei σ_{BP} e σ_{RP} e si dispongono come in Figura 3.3.

3.1 Sorgenti affette da errori sui parametri

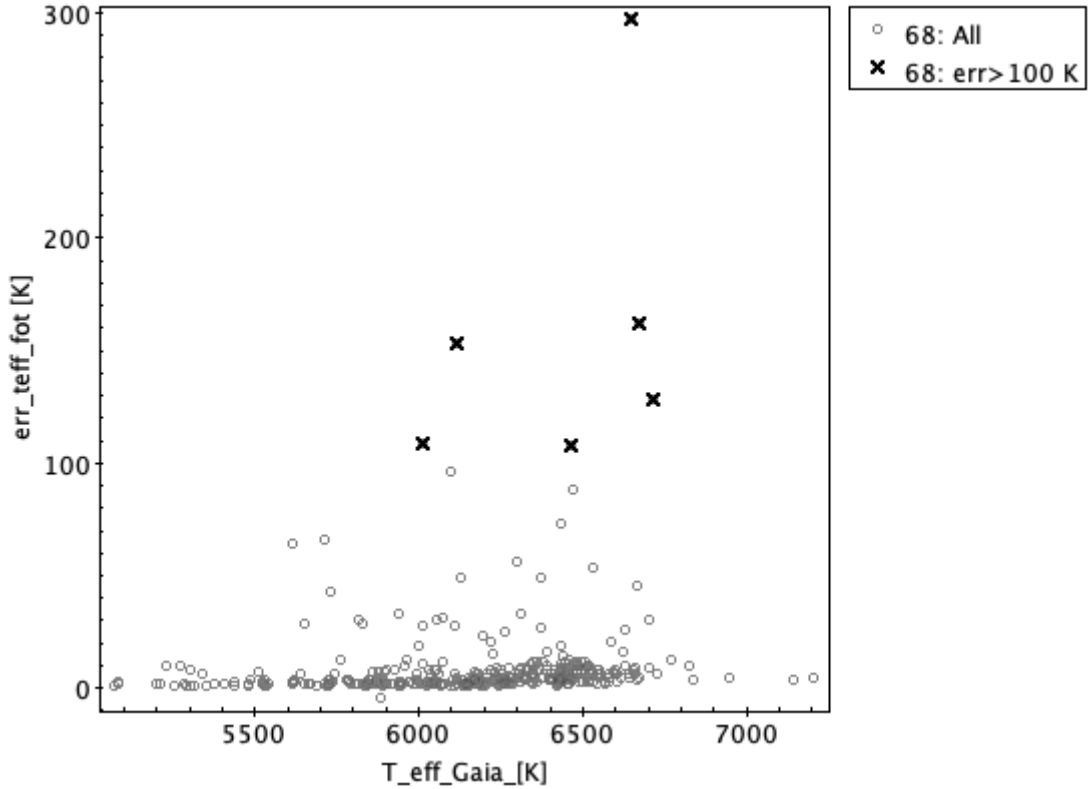


Figura 3.3: Errore fotometrico sulla temperatura in funzione della temperatura. Sono segnate le sorgenti escluse con errore sulla temperatura che eccede 100 K.

Gli errori in temperatura dovuti all'errore sul colore risultano piccoli, infatti si distribuiscono attorno allo zero con un valore mediano di $4K$.

Si è scelto di escludere dal campione le sorgenti che superano un errore superiore ai $100K$, perché questo comporta una variazione nell'abbondanza di Li di circa $\Delta A(Li) = 0.07$ dex. Le sorgenti con tali errori sono 5 e presentano $[Fe/H] \leq -3$ dex.

Tali sorgenti sono:

1. J0929+0238 con $[Fe/H] = -4.8$ dex (Caffau et al. (2016))
2. J1247-0341 con $[Fe/H] = -3.5$ dex (Bonifacio et al. (2018))
3. J1742+2531 con $[Fe/H] = -5.11$ dex (Bonifacio et al. (2015))
4. J1034+0701 con $[Fe/H] = -4.59$ dex (Bonifacio et al. (2018))
5. J1507+0051 con $[Fe/H] = -3.31$ dex (Bonifacio et al. (2018))

Come vedremo, queste sono anche affette da errori percentuali in parallasse maggiori del 10%. Tutto ciò rende difficile la precisa determinazione dello stato evolutivo e della temperatura delle sorgenti in questione.

Ricordiamo che esse sono tutte appartenenti alla zona del Li Meltdown, di particolare interesse per il problema del Li, poiché è ancora dibattuta l'esistenza del Li meltdown come reale andamento, o come dovuto a effetti secondari negli interni stellari delle stelle con $[Fe/H] < -3$ dex.

3.1 Sorgenti affette da errori sui parametri

Dalla Figura 3.4 si vede come varii l'errore fotometrico della temperatura in funzione della metallicità.

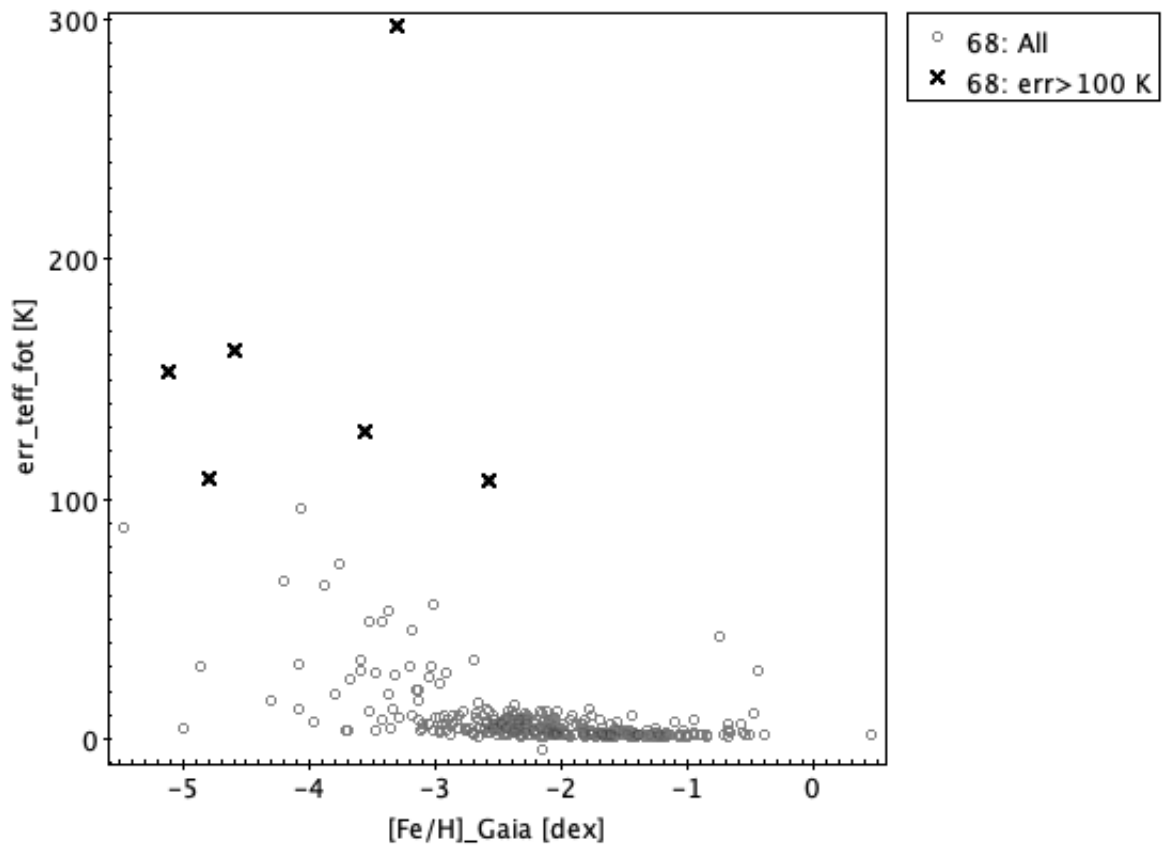


Figura 3.4: Errore fotometrico in funzione della metallicità.

Le stelle appartenenti al Li-Meltdown, $[Fe/H] < -2.5$ dex, sono anche quelle affette da errori più grandi. Dal momento che, il meltdown è di particolare interesse, si è deciso di tenere tutte queste sorgenti almeno in un sotto campione, nonostante gli errori più alti.

3.1.2 Errore sulla parallasse

L'errore sulla parallasse riportato da Gaia è riportato in errore percentuale

$$\frac{err}{parallasse} \cdot 100$$

La distribuzione degli errori percentuali in parallasse è riportata in Figura 3.5.

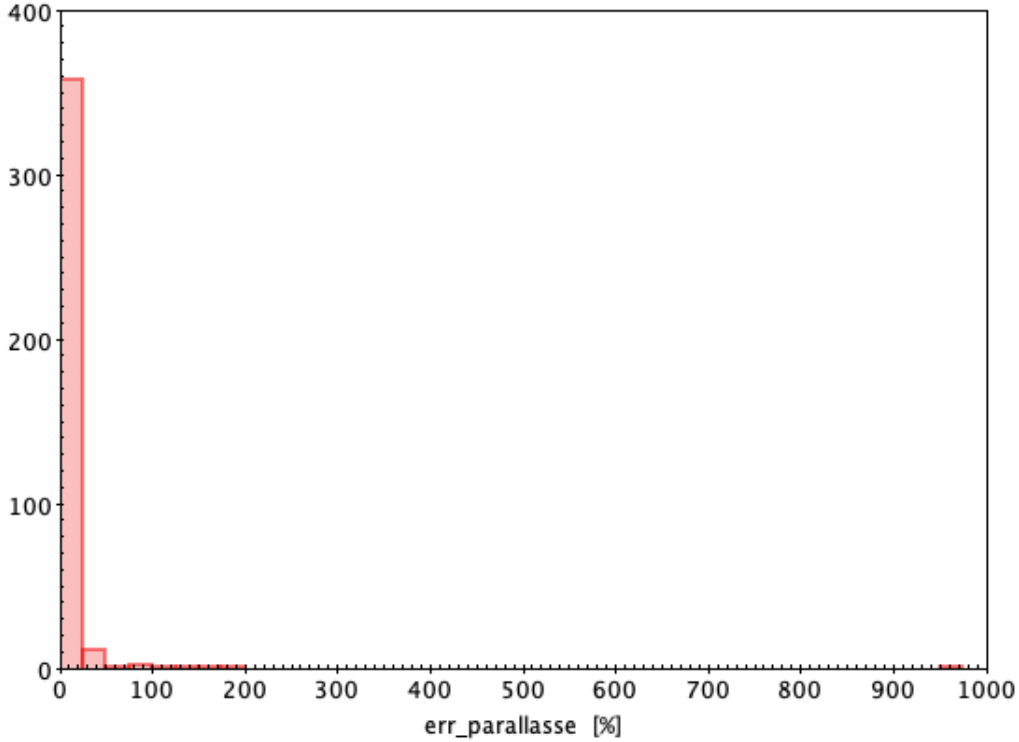


Figura 3.5: Distribuzione dell' errore percentuale della parallasse.

La maggior parte delle sorgenti ha un errore in parallasse piccolo: 347 sorgenti sono sotto il 10%.

L'errore percentuale è compreso in un intervallo di $0.01\% < err < 950\%$ con un valore mediano del 4%. Le sorgenti con errori maggiore del 10% sono 29, con metallicità inferiori a $[Fe/H] < -2.7$ dex. Le sorgenti con errori grandi sono tutte appartenenti al meltdown, per cui non sono eliminate dal database.

Tuttavia la sorgente J1742+2531 (Bonifacio et al., 2015) mostra un errore percentuale del 950% è stata quindi scartata dal campione, nonostante sia una sorgente estremamente interessante (una delle più metal poor conosciute con $[Fe/H] \sim -5$ dex) i dati sono troppo poco affidabili e qualsiasi conclusione sarebbe altrettanto poco affidabile.

3.1 Sorgenti affette da errori sui parametri

In Figura 3.6 si mostra come l'errore percentuale cresce con la distanza di tutte le sorgenti meno J1742+2531 (Bonifacio et al., 2015). I punti sono colorati in base alla metallicità di Gaia.

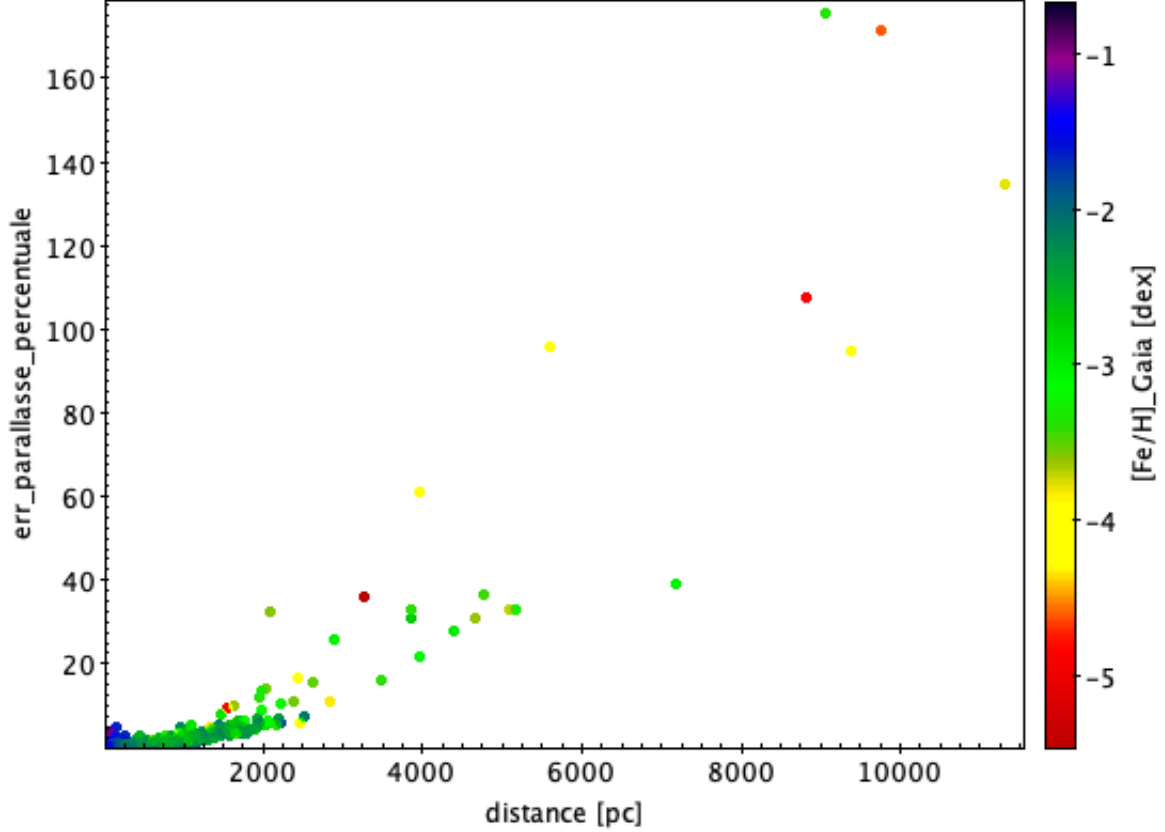


Figura 3.6: Errore percentuale della parallasse in funzione della distanza con i punti colorati in accordo al valore di $[Fe/H]_{Gaia}$.

Le sorgenti più povere di metalli risultano essere le più distanti e affette da errori maggiori, come si può notare dalla Figura 3.6.

Nonostante il valore di soglia sia stato fissato al 10% non è possibile eliminare dall'analisi le stelle del Li meltdown, poiché di particolare interesse. Si dovrà tenere conto che esse sono affette da errori rilevanti.

Infatti, gli errori maggiori del 10% si traducono in variazioni di $Log(L/L_{\odot}) \sim 0.3 - 0.4$ dex (vedi Fig. 3.7), variazioni consistenti in termini di luminosità. In Figura 3.8 si mostra l'errore sulla distanza in funzione della distanza del campione di stelle.

Si nota come gli errori siano rilevanti sulla distanza, infatti oltre i 2000 parsec l'incertezza comincia a diventare dell'ordine delle centinaia di parsec, e all'aumentare della distanza, l'incertezza aumenta superando imprecisioni dell'ordine di 10^3 parsec.

3.1 Sorgenti affette da errori sui parametri

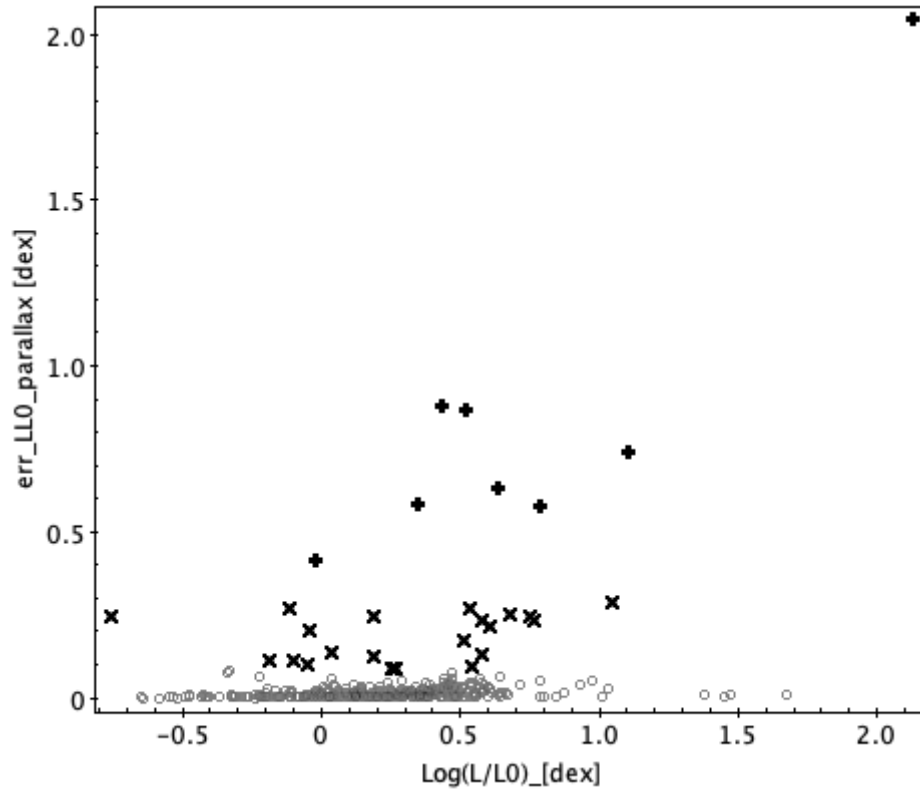


Figura 3.7: Variazione ottenuta di $\text{Log}(L/L_{\odot})$ aggiungendo alla distanza della sorgente l'errore. Sono segnate con le "x" le sorgenti con errori maggiori al 10% ma minori del 40% in parallasse, sono segnate con delle croci le sorgenti con errori maggiori al 40% sempre in parallasse.

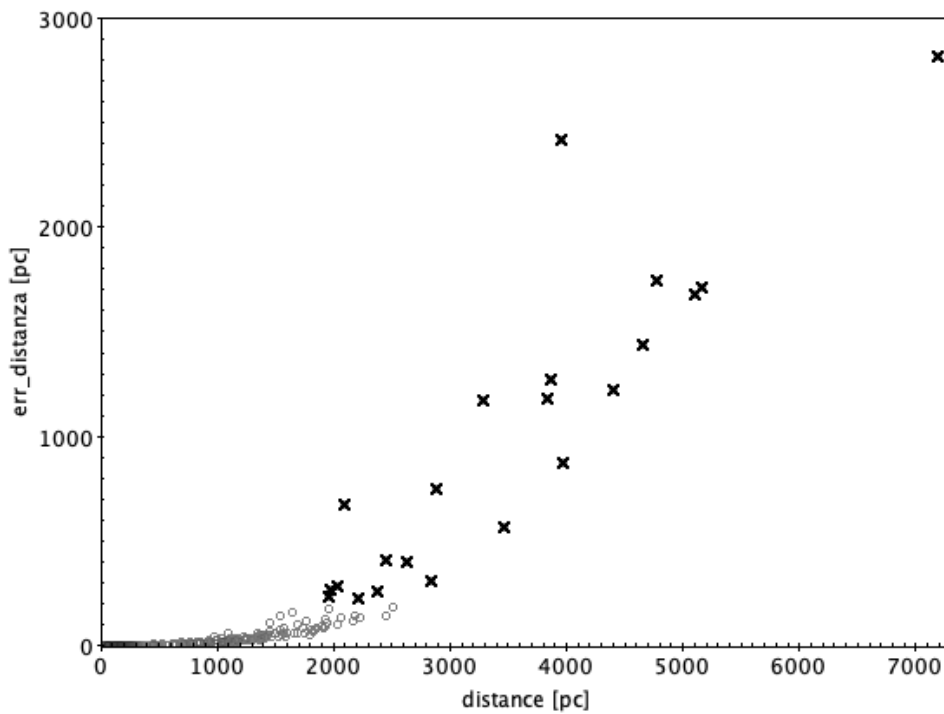


Figura 3.8: Errore della distanza in funzione della distanza. Sono segnate le sorgenti con errori maggiori al 10% sulla parallasse.

3.2 Le stelle post-FDU

La selezione successiva è stata identificare stelle dove l'abbondanza di litio sia stata ridotta a causa del FDU. Per farlo, si sono utilizzati modelli teorici per la variazione di $A(\text{Li})$, in base ai parametri stellari, calcolati da M. Salaris (John Moore Liverpool University) tramite le tracce evolutive BaSTI (Pietrinferni et al., 2021) e li si riportano in Fig. 3.9 e Fig. 3.10. Queste mostrano $\Delta A(\text{Li})$, ossia la differenza tra il litio iniziale e il litio superficiale di una stella, in funzione della luminosità e della temperatura delle sorgenti rispettivamente.

Le curve nei due grafici corrispondono a diverse metallicità:

- la curva verde per $[Fe/H] = -1$ dex
- la curva blu per $[Fe/H] = -1.6$ dex
- la curva rossa per $[Fe/H] = -2.6$ dex
- la curva nera per $[Fe/H] = -2.9$ dex

La Figura 3.9 mostra il $\Delta A(\text{Li})$ in funzione del $\log(L/L_{\odot})$

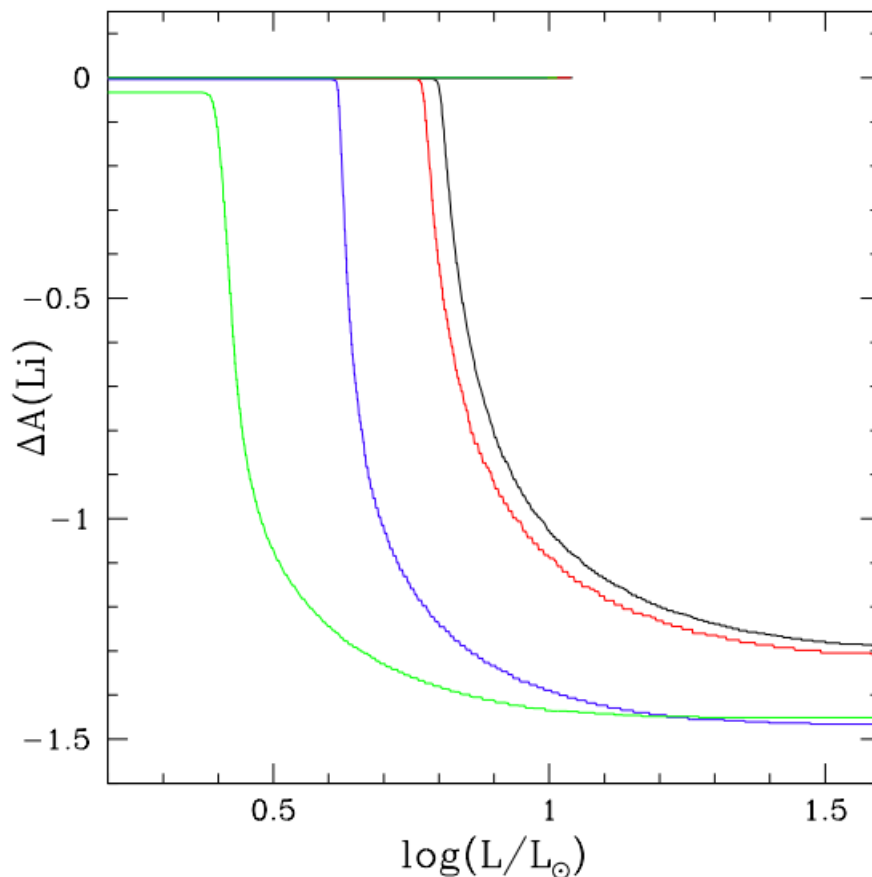


Figura 3.9: Andamento teorico della variazione di $A(\text{Li})$ rispetto al valore iniziale in funzione della luminosità al variare di $[Fe/H]$.

3.2 Le stelle post-FDU

Si nota come il FDU avvenga a luminosità maggiori per metallicità più basse. Inoltre, al diminuire della metallicità le curve sono sempre più vicine, le differenze nei modelli si assottigliano. Nella Figura 3.10 si mostra il $\Delta A(Li)$ in funzione della T_{eff} .

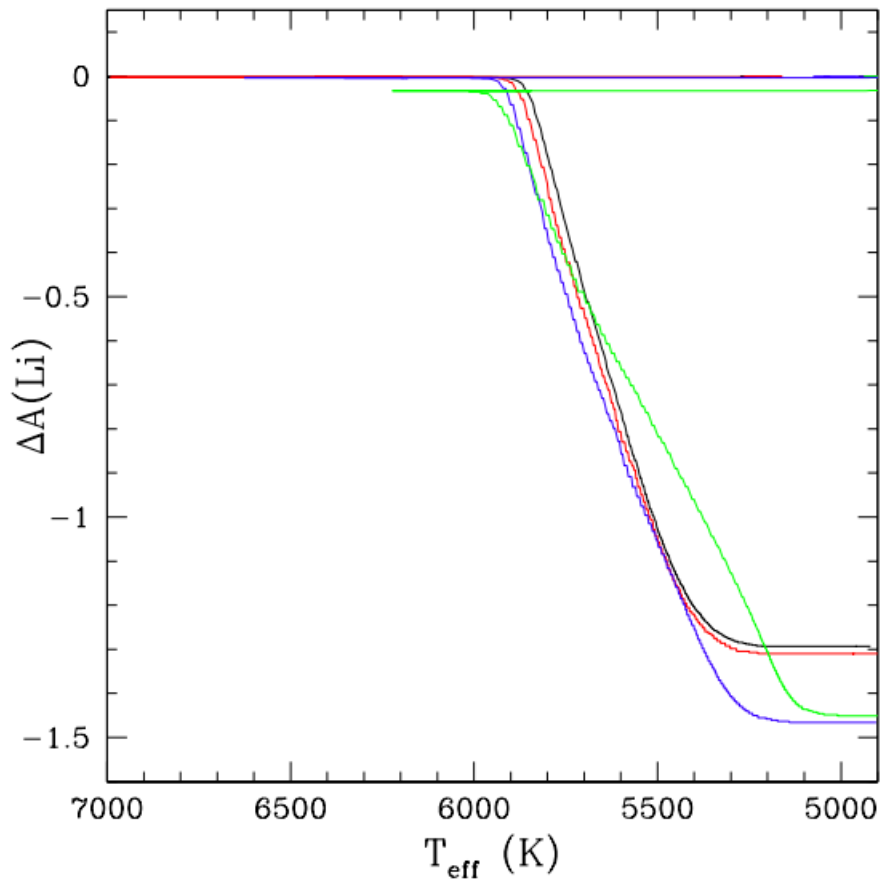


Figura 3.10: Andamento teorico della variazione di $A(Li)$ rispetto al valore iniziale in funzione della temperatura al variare di $[Fe/H]$.

Anche qui le curve rappresentano metallicità diverse, esattamente come nel modello precedente. Il cut off dell'abbondanza di litio si sposta verso temperature più basse all'aumentare della metallicità.

3.2 Le stelle post-FDU

Per discriminare le sorgenti al FDU si lavora principalmente sulla luminosità. Si sono considerate come stelle pre-FDU:

- $[Fe/H] > -1$ dex, la regione del piano con $Log(L/L_{\odot}) < 0.38$ dex
- $-1 < [Fe/H] < -2.9$, in base ai modelli abbiamo ottenuto una relazione che fornisce $Log(L/L_{\odot})$ corrispondente alla decrescita di $A(Li)$ (quindi all'innescarsi del FDU) al variare della metallicità. Si sono considerate come non affette da FDU le stelle con $Log(L/L_{\odot})$ inferiore a questa luminosità di soglia $Log(L/L_{\odot}) < Log(L/L_{\odot})_{soglia}$.¹
- $[Fe/H] < -2.9$ dex, la regione del piano con $Log(L/L_{\odot}) < 0.8$ dex.

In Figura 3.11 il piano HR di Gaia con evidenziate le sorgenti post-FDU: in rosso per $[Fe/H] > -1$ dex, in giallo $-1 < [Fe/H] < -2.9$ dex e in blu $[Fe/H] < -2.9$ dex

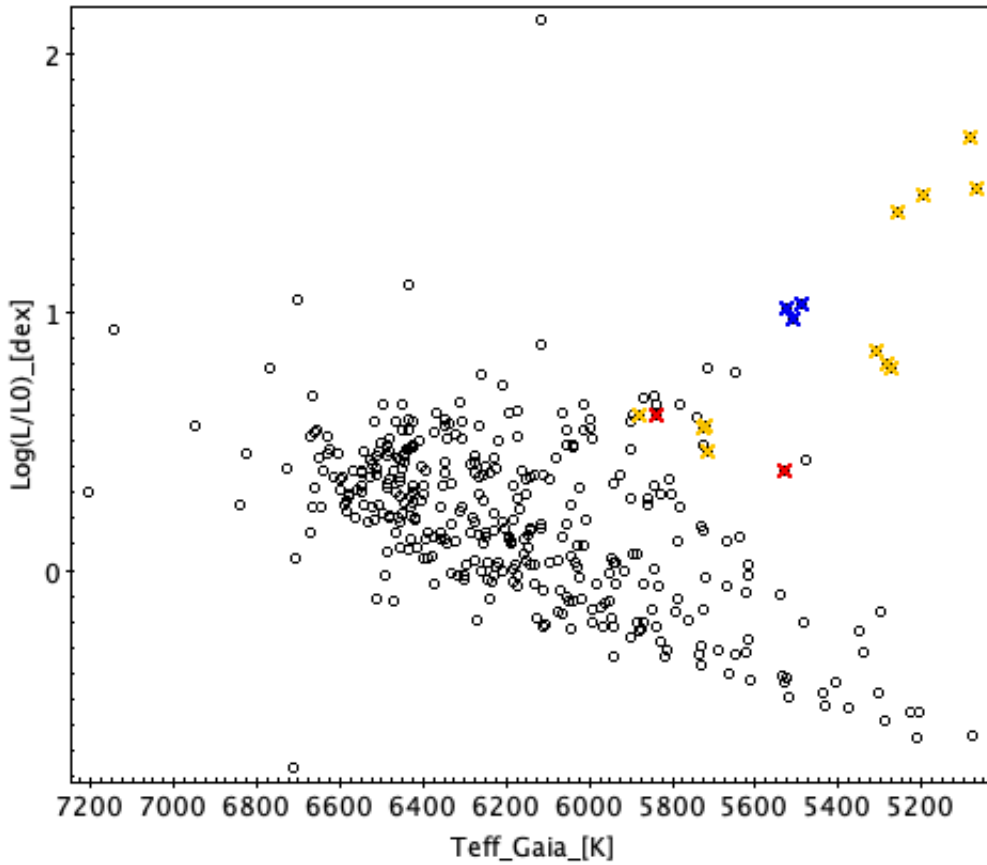


Figura 3.11: Diagramma HR di Gaia con evidenziate le stelle al FDU, in rosso le sorgenti con $[Fe/H] > -1$ dex, in giallo le sorgenti con $-1 < [Fe/H] < -2.9$ e in blu le sorgenti con $[Fe/H] < -2.9$ dex.

¹Fit della luminosità di soglia in funzione della metallicità delle sorgenti:

$$Log(L/L_{\odot})_{soglia} = -0.43123 - 1.15734 \times [Fe/H]_{gaia} - 0.39529 \times [Fe/H]_{gaia}^2 - 0.04917 \times [Fe/H]_{gaia}^3$$

3.2 Le stelle post-FDU

Le sorgenti considerate nella zona dove inizia il FDU sono in totale 16. Dal diagramma HR in Figura 3.11 si vede come le sorgenti occupino la regione del piano delle stelle evolute.

I valori medi di Li delle sorgenti al FDU per i tre intervalli di metallicità sono mostrati in Tabella 3.1

$[Fe/H]_{Gaia}$	N_{star}	$N_{star,A(Li)<2.2}$	$N_{star,A(Li)>2.2}$
$[Fe/H] > -1dex$	2	2	0
$-1 < [Fe/H] < -2.9 dex$	11	9	2
$[Fe/H] < -2.9 dex$	3	2	1

Tabella 3.1: Valori di Litio stelle al FDU

In Figura 3.12 il grafico di A(Li) in funzione della metallicità con i dati Gaia.

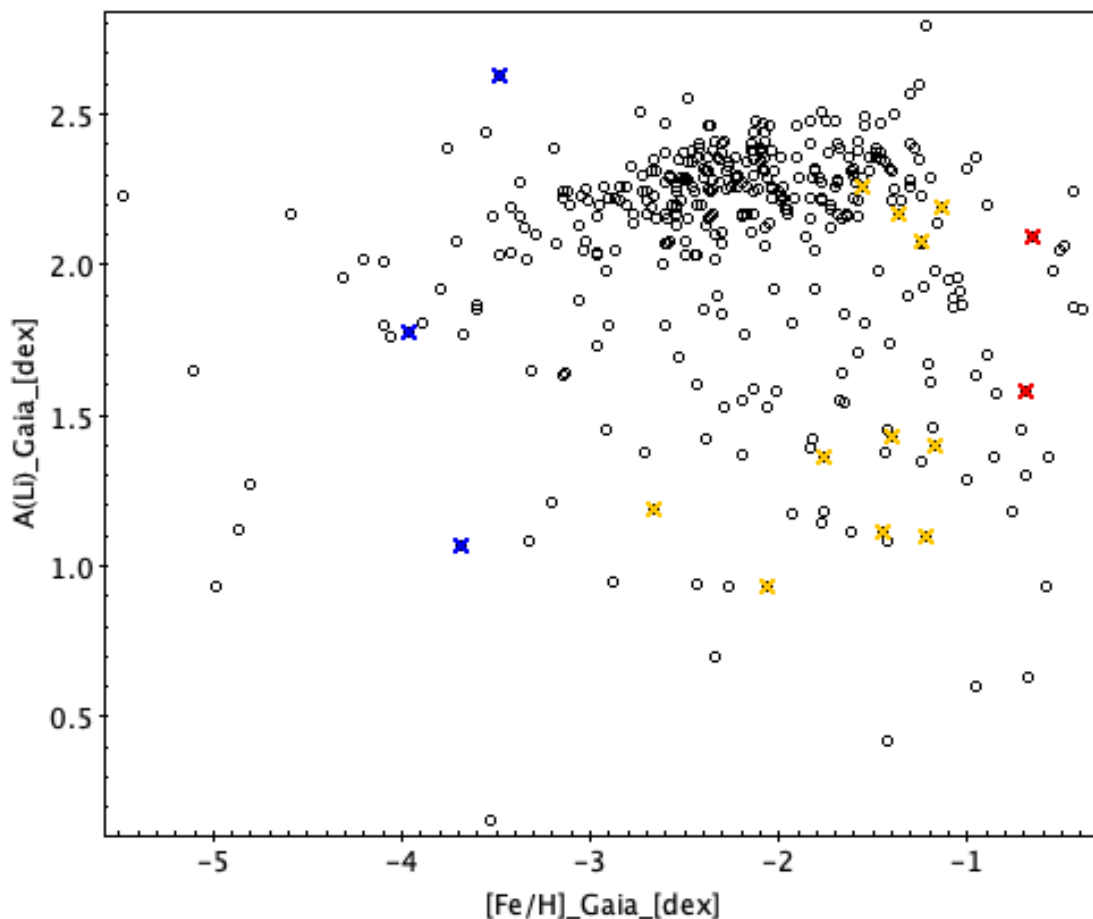


Figura 3.12: A(Li) in funzione del $[Fe/H]$. Sono evidenziate in rosso le sorgenti al FDU con $[Fe/H] > -1 dex$; in giallo le sorgenti al FDU con $-1 < [Fe/H] < -2.9$ e in blu le sorgenti al FDU con $[Fe/H] < -2.9 dex$.

3.2 Le stelle post-FDU

Dal piano si nota come poche stelle si posizionino nella regione del Plateau di Spite, mentre la maggior parte risieda al di sotto, confermando che il loro basso valore di $A(\text{Li})$ può essere spiegato come risultato del FDU.

Tre stelle post-FDU appartengono al Li-meltdown, di cui due risultano con un valore di $A(\text{Li}) < 2.2$ dex.

- La sorgente BD+44493 (Ito et al. (2013)) ha un valore di $A(\text{Li}) = 1.07$ dex e $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.69$ dex. Grazie ai modelli di Salaris, il valore basso di litio di BD+44493 è del tutto spiegato dalla fase evolutiva in cui si trova la stella.
- La seconda sorgente è HE0134-1519 (Hansen et al. (2014)) con $A(\text{Li}) = 1.78$ dex e $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.96$ dex. Anche qui, grazie ai modelli, il valore basso di litio è spiegato dalla fase evolutiva della sorgente.
- La terza sorgente del Li-Meltdown al FDU è BS16076-006 (Bonifacio et al., 2007) con $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.48$, con un valore di $A(\text{Li})$ appartenente alla regione del plateau sia per i dati Gaia sia per i dati di letteratura.

Le altre sorgenti che si trovano nella regione del Plateau potrebbero essere all'inizio del FDU e quindi non mostrare un valore basso di Li. Tuttavia, le sorgenti evolute saranno eliminate dai due campioni finali. Inoltre, 3 sorgenti risultano fuori dal range di metallicità in cui è di solito definito il Plateau di Spite, ossia $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.2$.

3.3 Cut off ad alte metallicità

Un'altra selezione è quella sull'intervallo di metallicità. Le stelle sopra $[Fe/H] > -1.2$ dex potrebbero non essere di Popolazione II e altri effetti potrebbero intervenire a modificare le abbondanze di litio. Pertanto, non è assicurato che siano di Popolazione II.

In Figura 3.13 è mostrato l'andamento di $A(Li)$ in funzione del $[Fe/H]$ con in blu le sorgenti con $[Fe/H] > -1.2$ dex.

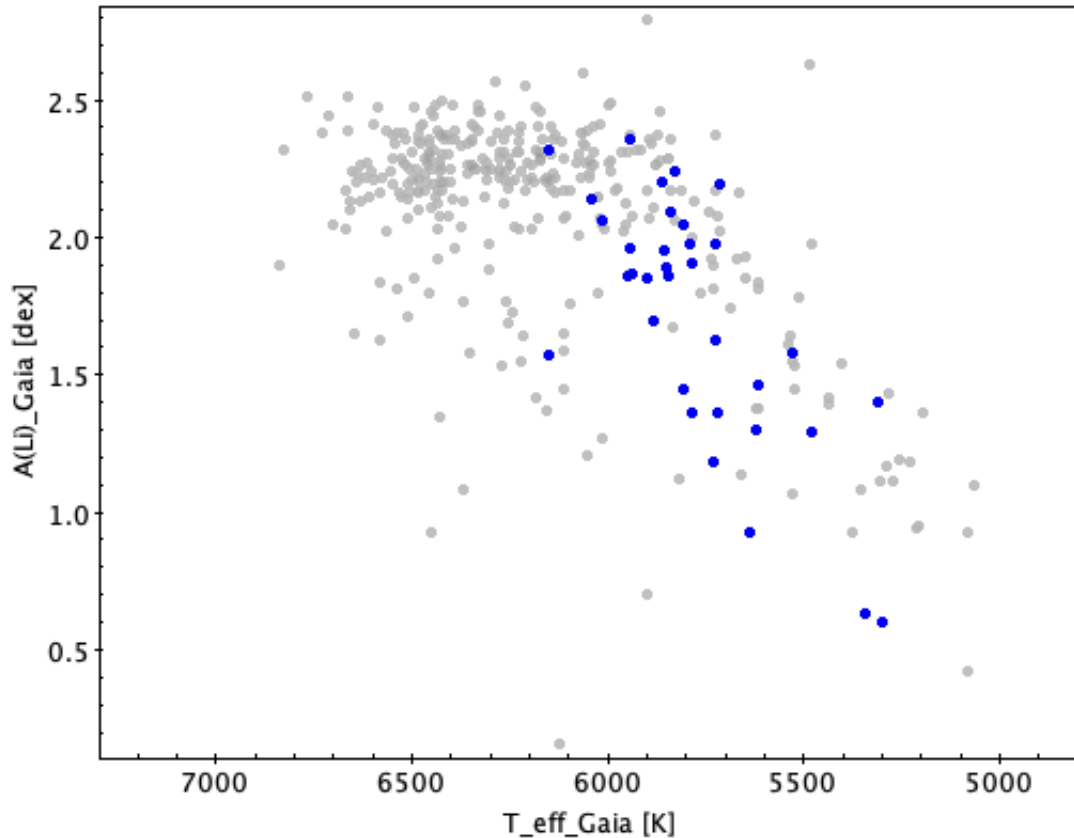


Figura 3.13: Andamento di $A(Li)$ in funzione del $[Fe/H]$ con evidenziate in blu le stelle con $[Fe/H] > -1.2$ dex.

Le sorgenti risultano nella zona del piano povera di litio, per cui gli oggetti con $[Fe/H] > -1.2$ dex potrebbero essere di popolazione I ed aver subito impoverimento di Li, perché non formatesi da gas primordiale, bensì da materia processata.

Gli oggetti totali con $[Fe/H] > -1.2$ dex sono 34 e saranno eliminati dal database. Come visto in precedenza, tre di queste sorgenti risultano al FDU, oltre ad essere fuori dall'intervallo di metallicità dello Spite Plateau.

3.4 Binarietà

I sistemi binari rappresentano un caso importante per capire le stelle povere di Li. Infatti, in un sistema binario interagente in cui vi è trasferimento di massa, ci si aspetta che la stella principale stia ricevendo dalla compagna materiale Li-poor, comportando un impoverimento del Li superficiale. Per questo motivo si è cercato di segnalare la binarietà delle sorgenti, quando riscontrata.

Lo stesso archivio di Gaia ([Gaia Collaboration et al., 2016](#)) restituisce il parametro *non single star*, che permette di selezionare stelle che presentano segnali di binarietà.

Oltre all'archivio di Gaia sono state raccolte informazioni dalle referenze di letteratura e dal database SIMBAD ([Wenger et al., 2000](#)). Il database raccoglie le informazioni del Centro astronomico di Strasburgo (CDS), un centro dati di cooperazione internazionale che si dedica alla raccolta e alla distribuzione mondiale di dati astronomici. Il database restituisce informazioni sullo stato evolutivo delle sorgenti, e sulla loro classificazione. In Figura 3.14 il diagramma HR di Gaia con evidenziate le sorgenti di cui è nota la binarietà. Il campione totale di 376 sorgenti presenta 52 sistemi binari conosciuti.

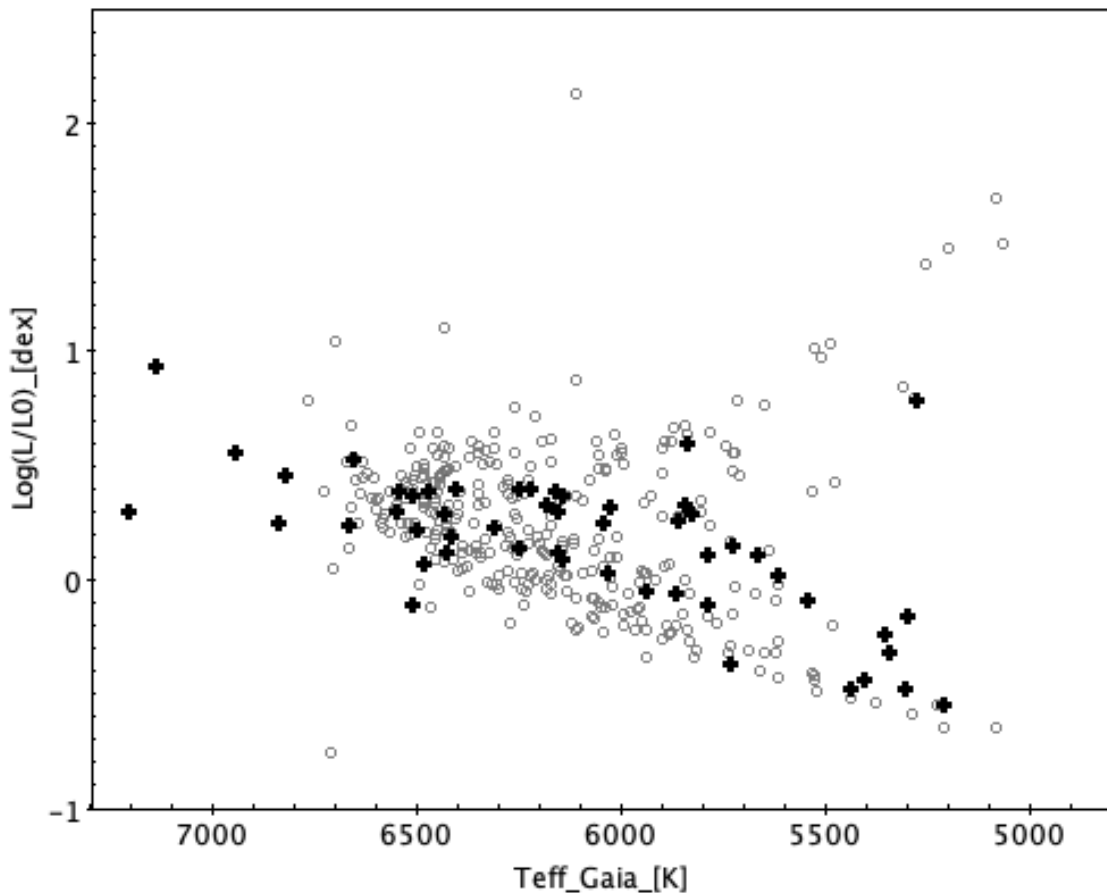


Figura 3.14: Diagramma HR di Gaia con evidenziate le sorgenti binarie.

3.4 Binarietà

In Figura 3.15 si mostra l'abbondanza di Li in funzione del $[Fe/H]$ di Gaia

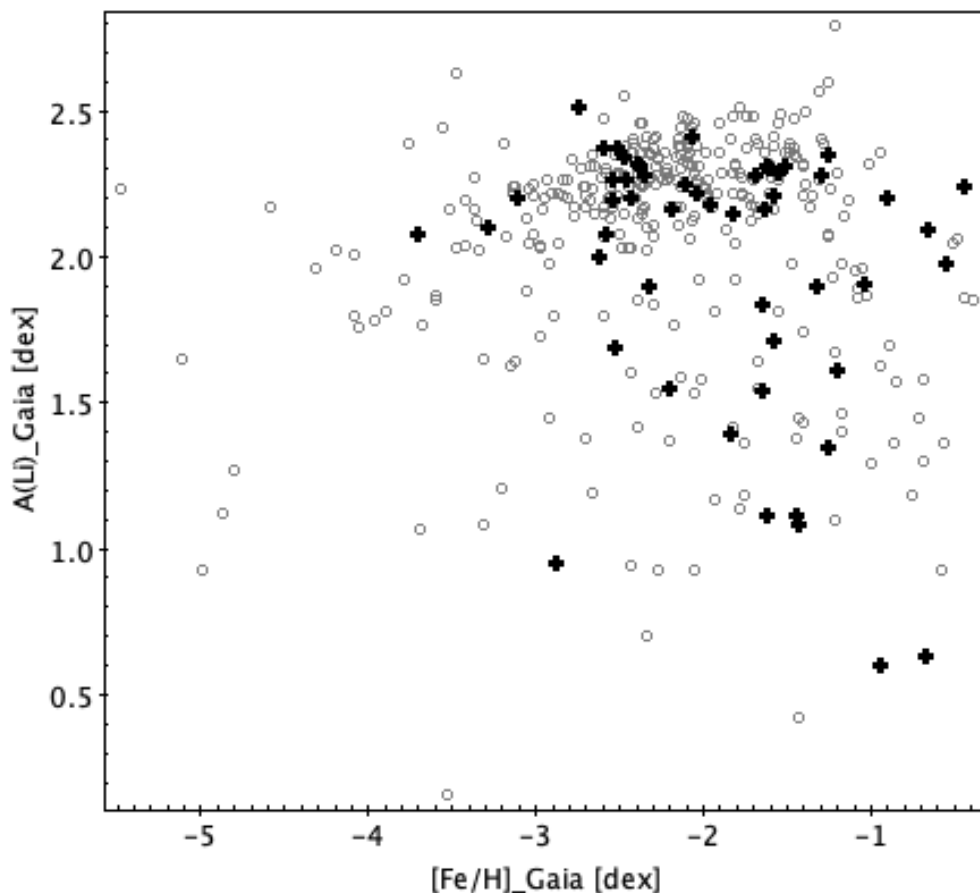


Figura 3.15: Abbondanza di litio in funzione della metallicità $[Fe/H]$.
Le croci evidenziano le sorgenti in cui è stata riscontrata binarietà.

Le sorgenti binarie con $A(Li) < 2$ dex risultano essere 18 sul totale delle 52 binarie segnalate. Il valore medio di $A(Li)$ è di 1.96 dex per le stelle binarie con una deviazione standard di 0.46 dex. Il valore medio dell'abbondanza di Li risulta inferiore al valore del Plateau di Spite. L'impoverimento di litio per le binarie può essere un tracciante del processo di trasferimento di massa dei sistemi interagenti. Nonostante ci siano dei sistemi binari che si pongono nella regione del Plateau di Spite, $A(Li) \sim 2.20$ dex, abbiamo deciso comunque di eliminarle dal campione finale, poiché la loro abbondanza di $A(Li)$ potrebbe essere modificata da fenomeni legati all'interazione gravitazionale tra le stelle.

3.4.1 BSS

Nell'articolo di [Roederer et al. \(2014\)](#) si menzionano tre oggetti come Blue Stragglers (BSS), e in [Matas Pinto et al. \(2021\)](#) un oggetto.

Per definizione, in un piano $\text{Log}(g)$ - $\text{Log}(T_{eff})$ sono nella regione più calda del punto di turn-off, oltre ad essere più brillanti. Questi oggetti sono allineati lungo un'estensione della Sequenza Principale. Le BSS sono il prodotto del merging di due o più sorgenti di piccola massa.

I canali di formazione più accreditati sono due:

- *trasferimento di massa* ([McCrea, 1964](#)), in cui una stella di MS e una stella già evoluta, come una gigante, divengono un sistema interagente a causa dell'aumento del raggio nelle fase di PMS, se si riempie il lobo di Roche vi è trasferimento di massa;
- BSS *collisionali* ([Hills & Day, 1976](#)), in cui due stelle collidono e formano una BSS. Questo scenario è favorito negli ammassi globulari, per cui ci aspettiamo che sia un canale quasi assente nelle stelle di alone.

In Figura 3.16 è mostrato il diagramma HR con evidenziate in blu le BSS.

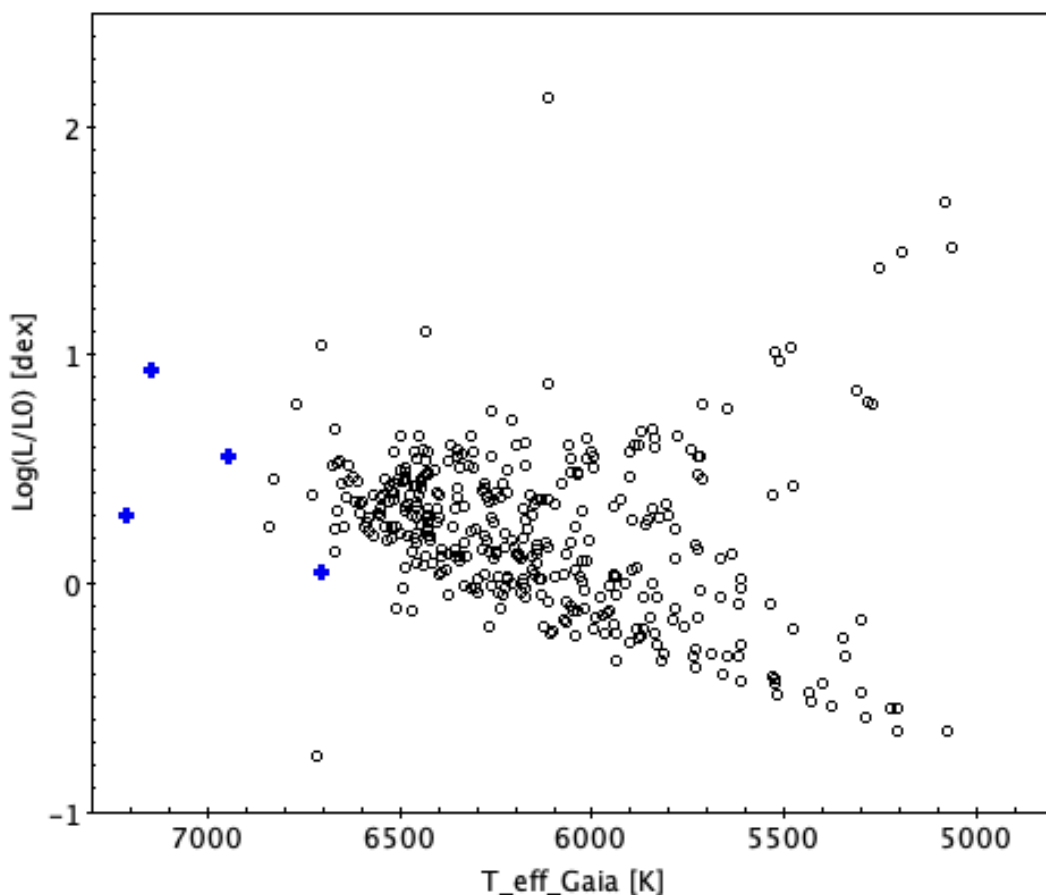


Figura 3.16: Diagramma HR di Gaia con evidenziate in blu le BSS.

3.4 Binarietà

Le BSS sono poste a temperature più alte rispetto alla TO. I dati Gaia confermano la natura di BSS di questi oggetti. Per le BSS ci si aspetta impoverimento di Litio. Guardando al primo canale di formazione, favorito al di fuori dei GCs, la massa che viene trasferita a una delle due stelle, proviene dagli interni stellari, in cui si raggiungono temperature elevate dove il litio si distrugge. Questo spiega eventualmente un impoverimento di Li osservato nelle BSS.

La Figura 3.17 mostra l'abbondanza di Li in funzione della temperatura con evidenziate in blu le BSS del campione.

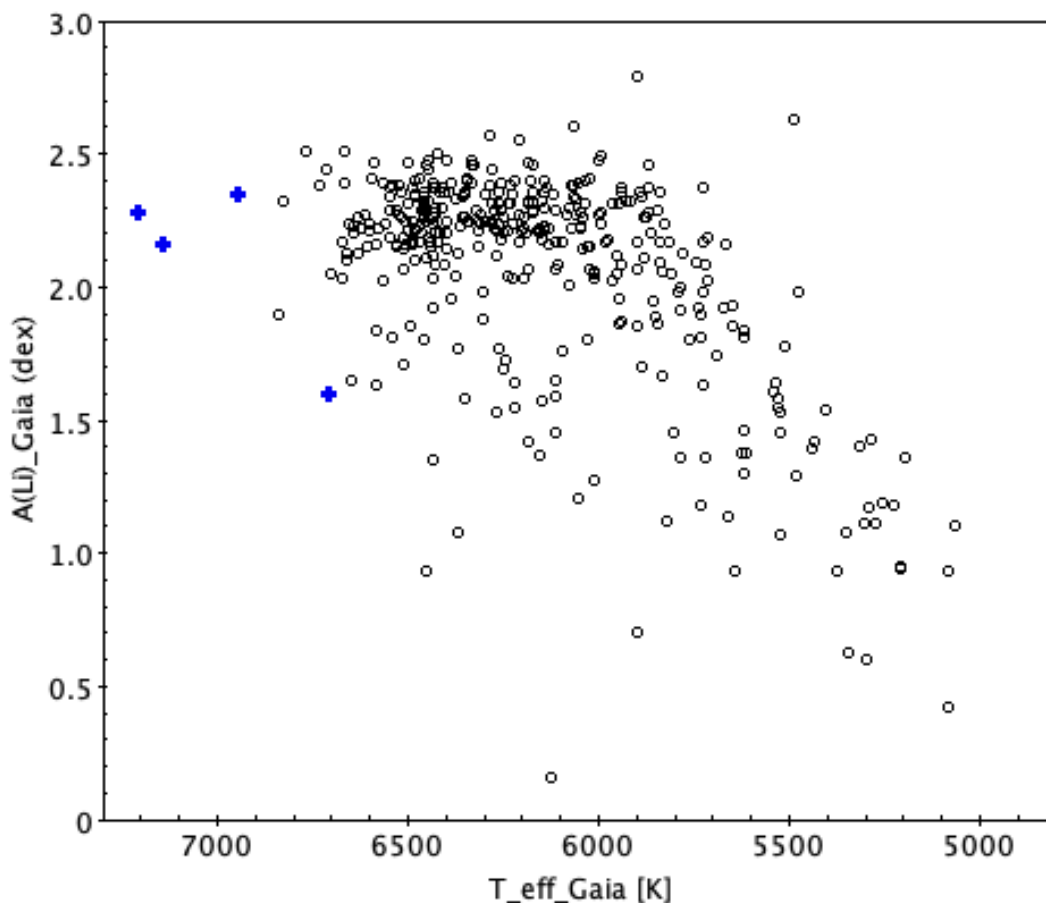


Figura 3.17: Andamento dell'abbondanza di Li in funzione della temperatura effettiva con evidenziate in blu le BSS.

Dalla Figura 3.17 si evince come una delle tre sorgenti sia decisamente sotto il Plateau di Spite. Le altre si trovano a ridosso del valore.

Le sorgenti segnate come BSS si eliminano dal database, perché sistemi binari interagenti.

Nonostante non mostrino un rilevante impoverimento di A(Li), i dati Gaia confermano lo stato di BSS di questi oggetti, per cui vengono eliminate dal campione.

3.5 CEMP stars

In letteratura sono molto dibattute le stelle estremamente povere di metalli ma ricche di carbonio. Una stella CEMP tradizionalmente viene definita per abbondanze di $[C/Fe] > +1$ dex (Beers et al., 2005).

Le stelle CEMP possono essere ricche di elementi pesanti, la cui origine può essere attribuita a processi r- ed s-, in questi casi si avranno delle CEMP-rs, se sono arricchite solo di elementi dati da processi -s saranno indicate come CEMP-s.

Le stelle CEMP con normali abbondanze di elementi pesanti sono indicate come CEMP-no.

Si pensa che le CEMP-no si siano originate da gas primordiale arricchito da supernovae (SN) faint; e le CEMP-rs /CEMP-r siano il prodotto di un trasferimento di massa da una compagna Asymptotic Giant Branch (AGB).

Una supernova faint deriva dal collasso del nucleo e deve avere certe caratteristiche: energia cinetica $\sim 10^{50}erg$, velocità del getto ≤ 1000 km/s. In una tale esplosione solo gli strati più esterni vengono immessi nel Mezzo Interstellare (ISM), arricchendolo con elementi più leggeri fino al magnesio: gli strati più interni ricchi di elementi più pesanti non sono immessi nel gas circostante. Per il problema del Li questo tipo di stelle sono di particolare interesse. Infatti, l'abbondanza di litio $A(Li)$ in stelle di MS e classificate come CEMP, è solitamente più bassa rispetto al Plateau di Spite. Qualsiasi scenario, sia quello da arricchimento dell'ISM da SN faint, sia il trasferimento di massa, sono processi che contaminano l'ISM con materiale processato. Nel primo, la faint SN diluisce l'ISM con materiale povero di Li e ricco di altri elementi (metalli fino al magnesio). Nel secondo, la massa trasferita alla stella di MS proviene da una stella AGB, quindi povera di litio.

Grazie al database di SIMBAD è stato possibile individuare le stelle riconosciute come CEMP nel nostro campione.

Per diverse stelle del Li Meltdown ($[Fe/H] < -3$ dex) è stata riscontrato lo stato di CEMP (vedi Fig. 3.18):

1. CS29527-015 (Meléndez et al., 2010), CEMP-no con $[Fe/H] = -3.42$ dex e $A(Li) = 2.19$ dex;
2. CD-2417504 (Meléndez et al., 2010), CEMP-no con $[Fe/H] = -3.35$ dex e $A(Li) = 2.19$ dex;
3. HE0233-0343 (Hansen et al., 2014), CEMP-no con $[Fe/H] = -4.31$ dex e $A(Li) = 1.96$ dex;
4. J0212+0137 (Bonifacio et al., 2015), CEMP-no con $[Fe/H] = -3.37$ dex e $A(Li) = 2.16$ dex;
5. J0140+2344 (Bonifacio et al., 2018), CEMP-no con $[Fe/H] = -4.09$ dex e $A(Li) = 1.8$ dex;
6. J1035+0641 (Bonifacio et al., 2018), CEMP-no con $[Fe/H] = -4.59$ dex e $A(Li) = 2.17$ dex;
7. HE1327-2326 (Frebel et al., 2008), CEMP-no con $[Fe/H] = -4.99$ dex e $A(Li) = 0.93$ dex;

3.5 CEMP stars

8. HE1413-1954 (Matas Pinto et al., 2021), CEMP-no $[Fe/H] = -3.14$ dex e $A(Li) = 2.22$ dex;
9. HIP3446 (Charbonnel & Primas, 2005), CEMP-s $[Fe/H] = -3.12$ dex e $A(Li) = 2.24$ dex;
10. J0929+0238 (Caffau et al., 2016), CEMP-s $[Fe/H] = -4.8$ dex e $A(Li) = 1.27$ dex;
11. HE2239-5019 (Hansen et al., 2014), CEMP-no $[Fe/H] = -3.79$ dex e $A(Li) = 1.92$ dex.

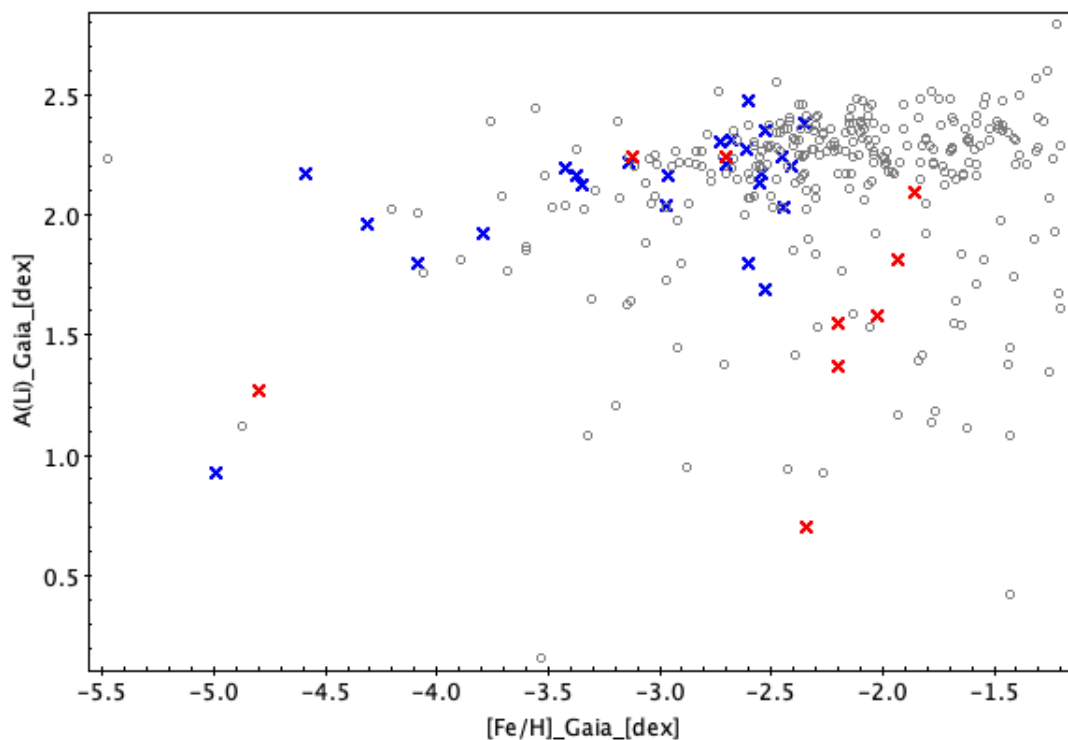


Figura 3.18: $A(Li)$ in funzione del $[Fe/H]$. Le stelle evidenziate in blu sono le CEMP-no; le stelle evidenziate in rosso sono CEMP-s.

Le CEMP-s del campione sono 9 e hanno un valore medio di $A(Li) = 1.65$ dex, le CEMP-no sono 25 e hanno un valore medio di $A(Li) = 1.97$ dex. In totale, le sorgenti del campione segnalate come CEMP sono 34, di cui due risultano essere anche sistemi binari (CS22958-042; CS22956-102 da Roederer et al., 2014).

3.6 Selezione finale del campione

L'analisi del campione Gaia ha portato ad escludere delle sorgenti, in base alle identificazioni:

- la sorgente J1742+2531 (Bonifacio et al., 2012) con errore percentuale in parallasse del 950%,
- 16 sorgenti post-FDU,
- 52 sistemi binari,
- 34 sorgenti oltre il cut-off corrispondente a $[Fe/H] = -1.2$ dex,
- 34 CEMP stars, due delle quali sono anche binarie.

Il totale è di 124 sorgenti eliminate: alcune sorgenti ricorrono in più identificazioni, come abbiamo visto precedentemente. Le sorgenti rimaste nel campione sono 252. Infine, per la discussione successiva, si divide il campione in due sottocampioni

- campione α , composto dalle 252 stelle, in cui si tengono tutte le sorgenti del Li meltdown;
- campione β , composto da 229 stelle, in cui sono state eliminate le sorgenti con errore sulla parallasse maggiore del 10% (23 sorgenti sul totale di 252) ed errore fotometrico maggiore di 100K (2 sorgenti sul totale di 252). Tutte le sorgenti con $\sigma_{teff} > 100K$ hanno anche errori in parallasse maggiori del 10%, perciò le sorgenti eliminate totali rispetto al campione α sono 23.

Di seguito, si riportano i due diagrammi HR per i due campioni, Fig. 3.19 e Fig. 3.20 rispettivamente.

Si nota come ci sia una sorgente nel campione α , J1247-0341 (Bonifacio et al., 2018) a $Log(L/L_{\odot}) \sim -0.7$ dex, con $[Fe/H] = -3.56$ dex in una posizione chiaramente anomala. Tale sorgente presenta sia un errore in parallasse del 32% sia un errore fotometrico in temperatura di 127K. La sua posizione sul diagramma HR è quindi fortemente affetta dagli errori delle misure di Gaia.

Questa grande incertezza sulle stelle del Li meltdown deve essere considerata quando si parla di esso. Guardando, invece, l'andamento di A(Li) dei due sotto campioni in funzione del $[Fe/H]$, si può notare:

- per il campione α un valore medio di $A(Li) = 2.14$ dex con una deviazione standard di 0.34 dex (vedi Fig. 3.21);
- per il campione β un valore medio di $A(Li) = 2.17$ dex con una deviazione standard di 0.31 dex (vedi Fig. 3.22).

3.6 Selezione finale del campione

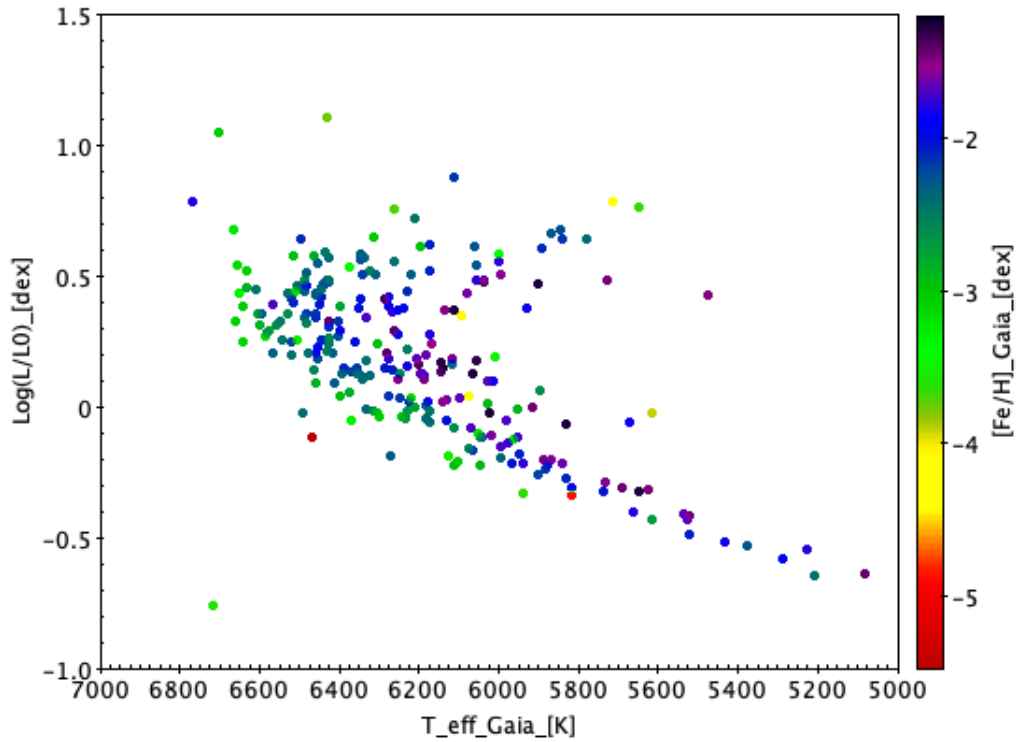


Figura 3.19: Il diagramma HR del campione α con le sorgenti colorate in base al valore di $[Fe/H]$.

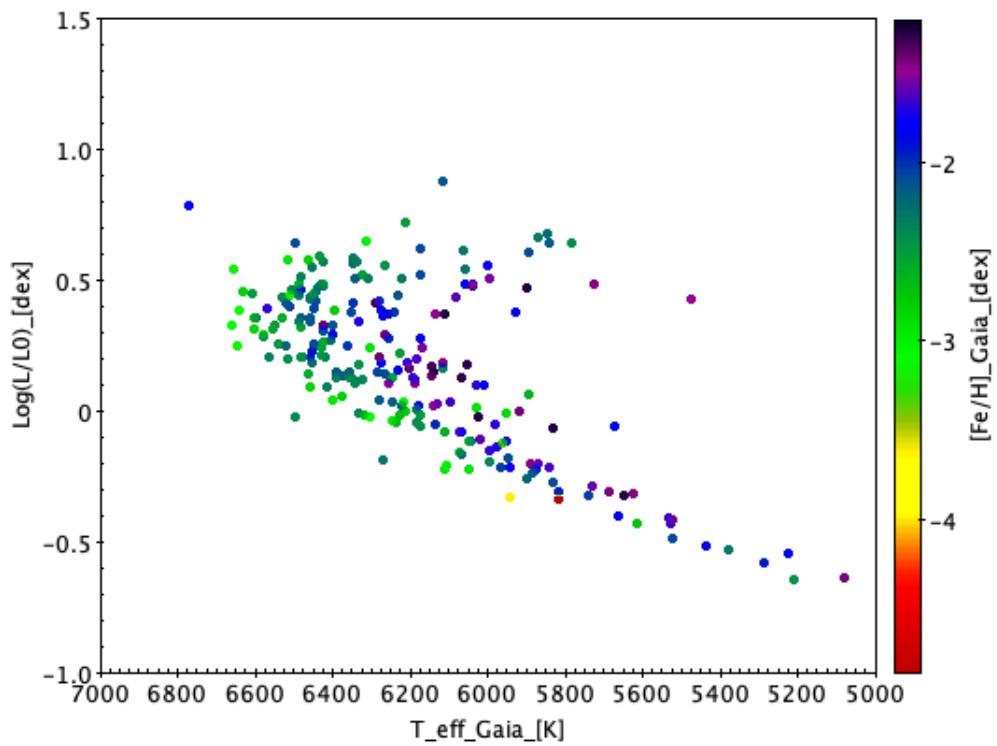


Figura 3.20: Il diagramma HR del campione β con le sorgenti colorate in base al valore di $[Fe/H]$.

3.6 Selezione finale del campione

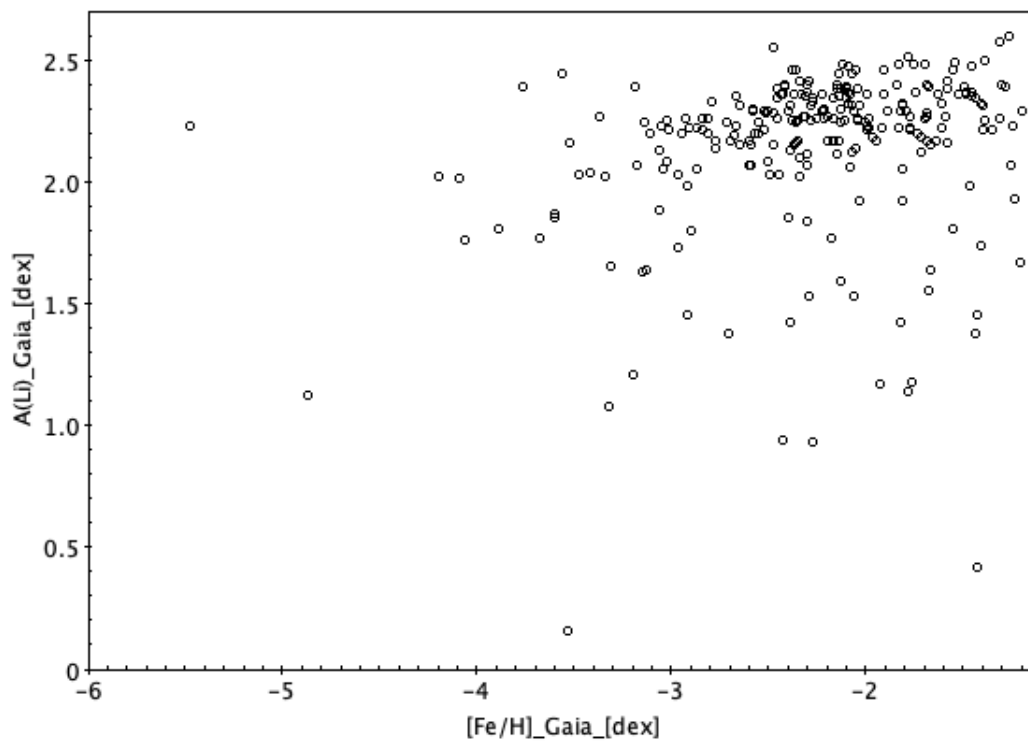


Figura 3.21: Andamento di $A(\text{Li})$ in funzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$ per il campione α .

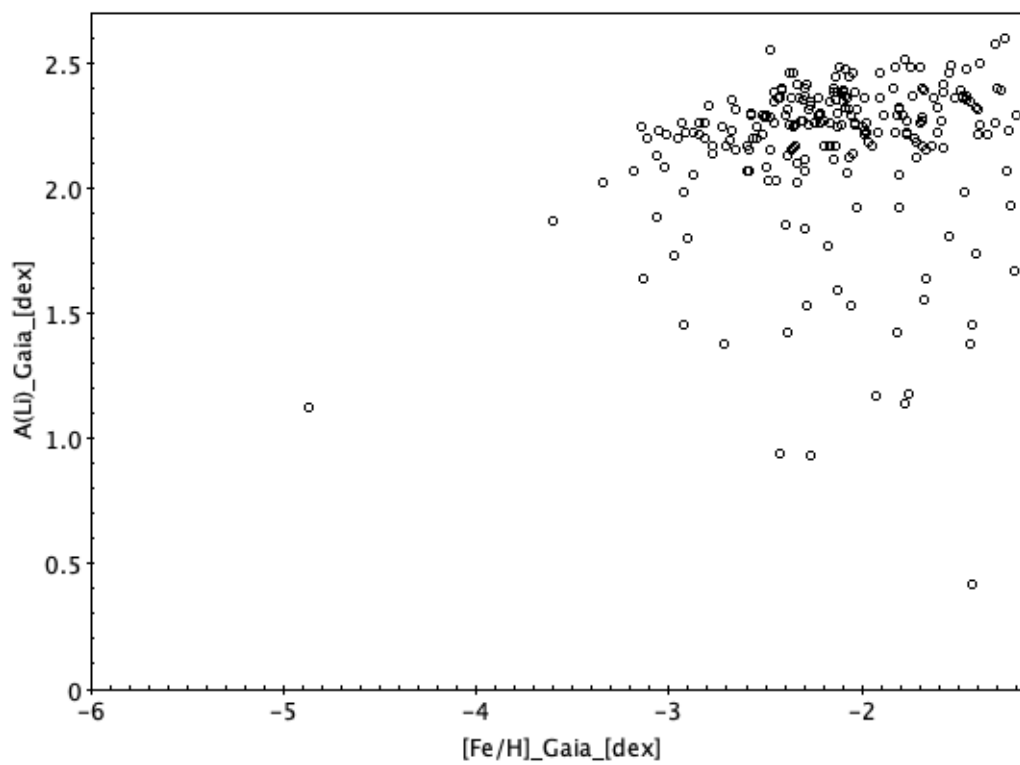


Figura 3.22: Andamento di $A(\text{Li})$ in funzione di $[\text{Fe}/\text{H}]$ per il campione β .

Capitolo 4

Discussione dei risultati

4.1 Le stelle di MS e di SGB

Grazie all'uso di Gaia si è in grado per la prima volta di studiare in dettaglio l'andamento di A(Li) lungo la MS, in un campione con parametri stellari omogenei e precisi. Ciò permette di studiare in maniera nuova la distribuzione di A(Li) e di identificare gli eventuali effetti sia della convezione sia della diffusione per le stelle non evolute.

Per fare ciò sono state identificate le stelle appartenenti alla MS, escludendo le stelle di SGB (anche se in molte di queste il FDU non è ancora cominciato).

Per individuare le stelle sub-giganti si è utilizzata la relazione che fornisce la luminosità al TO in funzione della metallicità

$$\text{Log}(L/L_{\odot})_{TO} = -0.124 \times [Fe/H] + 0.122$$

Tale relazione è stata ottenuta in base alla luminosità di TO di isocrone di 13 Gyr a diversa metallicità ottenuta dal database BaSTI (Pietrinferni et al., 2021), assumendo per tutte una mistura chimica alpha-enhanced. La verifica è stata fatta sul campione α , poiché vogliamo compierla sul numero maggiore di sorgenti.

Le sorgenti totali individuate come SGB sono 80 sul campione totale di 252. Per le sorgenti con $\text{Log}(L/L_{\odot}) > \text{Log}(L/L_{\odot})_{TO}$, ma affette da errori in parallasse superiori al 10%, l'identificazione come stelle di SGB è incerta (vedi Fig. 4.1).

Infatti, come visto nella Figura 3.7 gli errori di queste sorgenti sulla parallasse si traducono in incertezza sulla luminosità dell'ordine di $\sim 0.3-0.7$ dex. Considerando l'incertezza di queste stelle non è possibile affermare con una buona probabilità di aver trovato il loro stato evolutivo. Infatti, considerando gli errori, la luminosità potrebbe non superare quella di soglia per classificarle come di SGB.

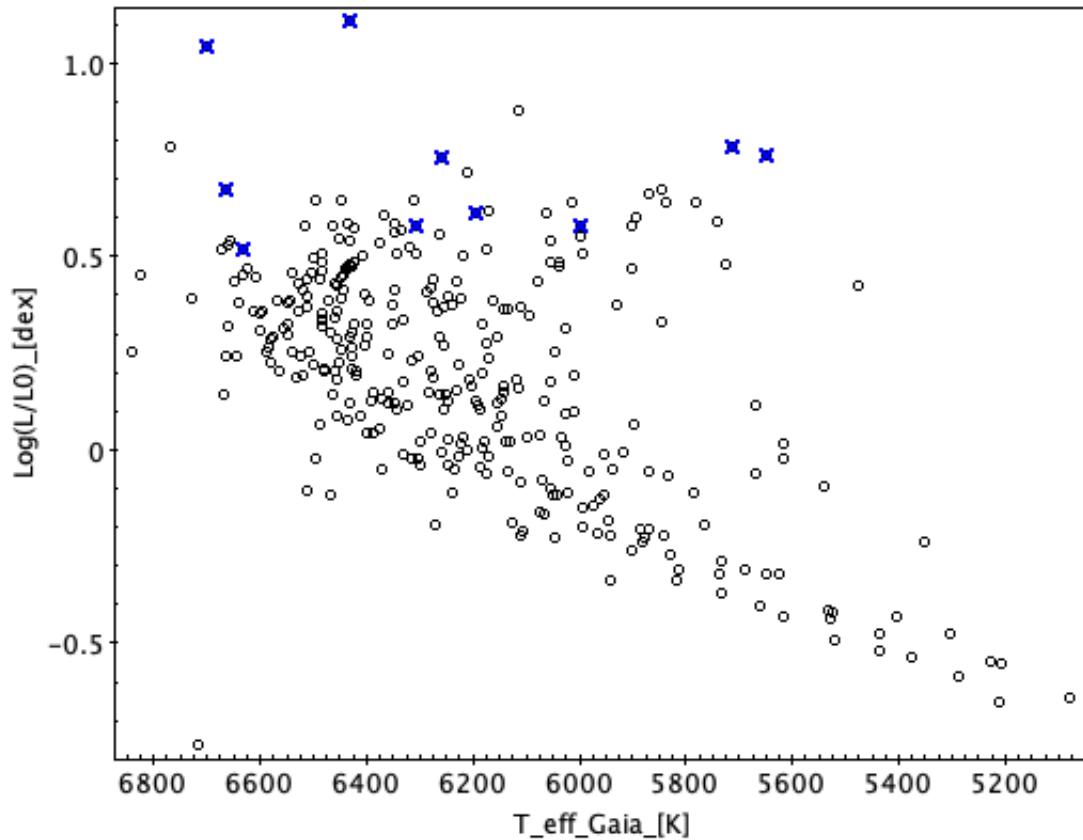


Figura 4.1: Diagramma HR del campione α con evidenziate in blu le sorgenti con luminosità maggiori della $\text{Log}(L/L_{\odot})_{TO}$ e affette da errori in parallasse significativi.

Le stelle identificate come SGB ma con errori in parallasse significativi sono 9 e sono

1. J002133-005005 da [Bonifacio et al. \(2012\)](#) con $[Fe/H] = -3.06$ dex
 $\text{Log}(L/L_{\odot}) = 0.51 \pm 0.34$ dex
 $\text{Log}(L/L_{\odot})_{TO} = 0.50$ dex
2. J031745+002304 da [Bonifacio et al. \(2012\)](#) con $[Fe/H] = -3.60$ dex
 $\text{Log}(L/L_{\odot}) = 0.76 \pm 0.52$ dex
 $\text{Log}(L/L_{\odot})_{TO} = 0.56$ dex
3. J113528+010848 da [Bonifacio et al. \(2012\)](#) con $[Fe/H] = -2.97$ dex
 $\text{Log}(L/L_{\odot}) = 0.61 \pm 0.39$ dex
 $\text{Log}(L/L_{\odot})_{TO} = 0.49$ dex
4. J122935+262445 da [Bonifacio et al. \(2012\)](#) con $[Fe/H] = -3.04$ dex
 $\text{Log}(L/L_{\odot}) = 1.04 \pm 0.76$ dex
 $\text{Log}(L/L_{\odot})_{TO} = 0.50$ dex
5. J090733+024608 da [Bonifacio et al. \(2012\)](#) con $[Fe/H] = -3.37$ dex
 $\text{Log}(L/L_{\odot}) = 0.57 \pm 0.44$ dex
 $\text{Log}(L/L_{\odot})_{TO} = 0.53$ dex

4.1 Le stelle di MS e di SGB

6. 082118+181931 da [Bonifacio et al. \(2012\)](#) con $[Fe/H] = -3.68$ dex
 $Log(L/L_{\odot}) = 0.75 \pm 0.50$ dex
 $Log(L/L_{\odot})_{TO} = 0.57$ dex
7. J1034+0701 da [Bonifacio et al. \(2018\)](#) con $[Fe/H] = -3.76$ dex
 $Log(L/L_{\odot}) = 1.10 \pm 0.36$ dex
 $Log(L/L_{\odot})_{TO} = 0.58$ dex
8. J153346.28+155701.8 da [François et al. \(2020\)](#) con $[Fe/H] = -3.19$ dex
 $Log(L/L_{\odot}) = 0.67 \pm 0.42$ dex
 $Log(L/L_{\odot})_{TO} = 0.51$ dex
9. J105002.34+242109.7 da [François et al. \(2020\)](#) con $[Fe/H] = -4.20$ dex
 $Log(L/L_{\odot}) = 0.78 \pm 0.20$ dex
 $Log(L/L_{\odot})_{TO} = 0.64$ dex

Le altre sorgenti con errori accettabili possono essere considerate di MS con un'alta probabilità. Il valore di $A(Li)$ nelle stelle di SGB, non solo non è inferiore a quella del Plateau di Spite, ma presenta anche una media leggermente maggiore di $A(Li)$ rispetto al campione composto solo da TO e MS con $T_{eff} > 5900K$.

Infatti la media di $A(Li)$ per i vari sotto campioni risulta:

- campione α , stelle di MS con $T_{eff} > 5900K$ e $[Fe/H] > -2.6$ dex, la media è $A(Li) = 2.25$ dex con deviazione standard $\sigma_{A(Li)} = 0.17$ dex;
- campione β stelle di MS con $T_{eff} > 5900K$ $[Fe/H] > -2.6$ dex, la media è $A(Li) = 2.25$ dex con deviazione standard di $\sigma_{A(Li)} = 0.17$ dex;
- campione α , stelle di SGB con $T_{eff} > 5900K$ $[Fe/H] > -2.6$ dex, la media è $A(Li) = 2.30$ dex con una deviazione standard di $\sigma_{A(Li)} = 0.15$ dex;
- campione β stelle di SGB con $T_{eff} > 5900K$ $[Fe/H] > -2.6$ dex, la media è $A(Li) = 2.30$ dex con una deviazione standard $\sigma_{A(Li)} = 0.15$ dex.

E' evidente come le stelle di SGB non mostrino differenze sostanziali con quelle di MS, il valore medio di $A(Li)$ risulta superiore di 0.05 dex e come i valori dei due campioni risultino i medesimi.

4.2 Cut off a basse temperature

La Fig. 4.2 mostra la posizione solo delle stelle di MS, colorate in base al valore di $A(\text{Li})$ del campione β . In generale, è evidente come $A(\text{Li})$ cali scendendo lungo la MS. In particolare, la bassa MS, corrispondente a temperature inferiori ai $5800 - 5900\text{K}$ presenta un valore di Li inferiore a quello del Plateau.

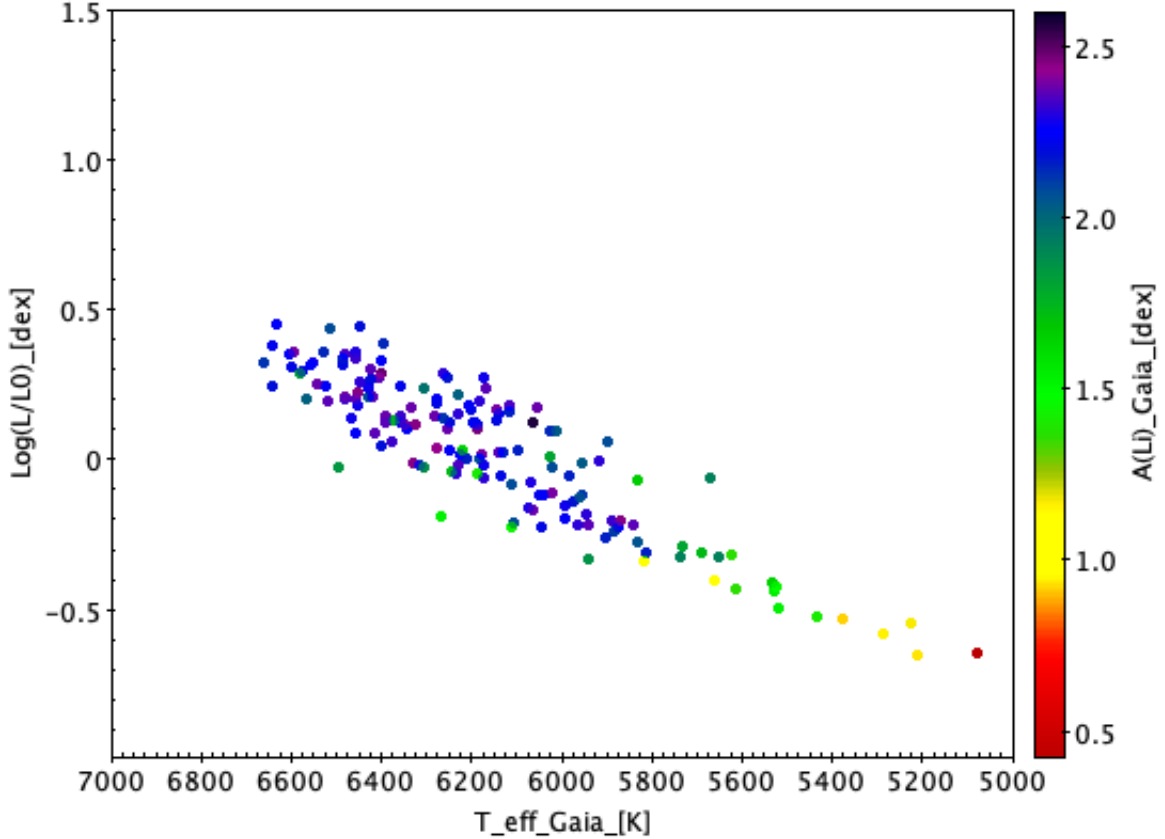


Figura 4.2: Diagramma HR delle stelle di MS del campione β . Le stelle sono colorate in base al valore di $A(\text{Li})$.

La stella più fredda del campione HD103095 (Spite & Spite, 1982) con $T_{eff} = 5080\text{ K}$ presenta un'abbondanza di Li nettamente inferiore al Plateau di Spite, con $A(\text{Li}) = 0.42\text{ dex}$. I risultati per questa sorgente sono consistenti con quelli di Spite & Spite, 1982 in cui veniva misurata una $T_{eff} = 5140\text{ K}$ e $A(\text{Li}) = 0.5\text{ dex}$.

Le tre sorgenti con $5100\text{K} < T_{eff} < 5300\text{K}$ (G150-50 Schaeuble & King, 2012, G180-058 e G188-030 Roederer et al., 2014) mostrano un valore di $A(\text{Li})$ di circa 1 dex. In generale, Le stelle con T_{eff} tra 5300 e 5800 K hanno abbondanze di Li attorno a 1.5 dex.

La Figura 4.3 mostra l'andamento di $A(\text{Li})$ con la temperatura per il campione β e solo per le stelle di MS. E' evidente come il calo di $A(\text{Li})$ avvenga a temperature di circa 5800-5900 K. Questo calo corrisponde alle stelle con massa inferiore a circa $0.65M_{\odot}$ dove la convezione è già abbastanza profonda da raggiungere le regioni di bruciamento di litio e ridurre l'abbondanza superficiale di Li in MS.

4.2 Cut off a basse temperature

Per il campione di Gaia abbiamo trovato un cut off corrispondente a $T_{eff} = 5800 - 5900$ K (vedi Fig. 4.3).

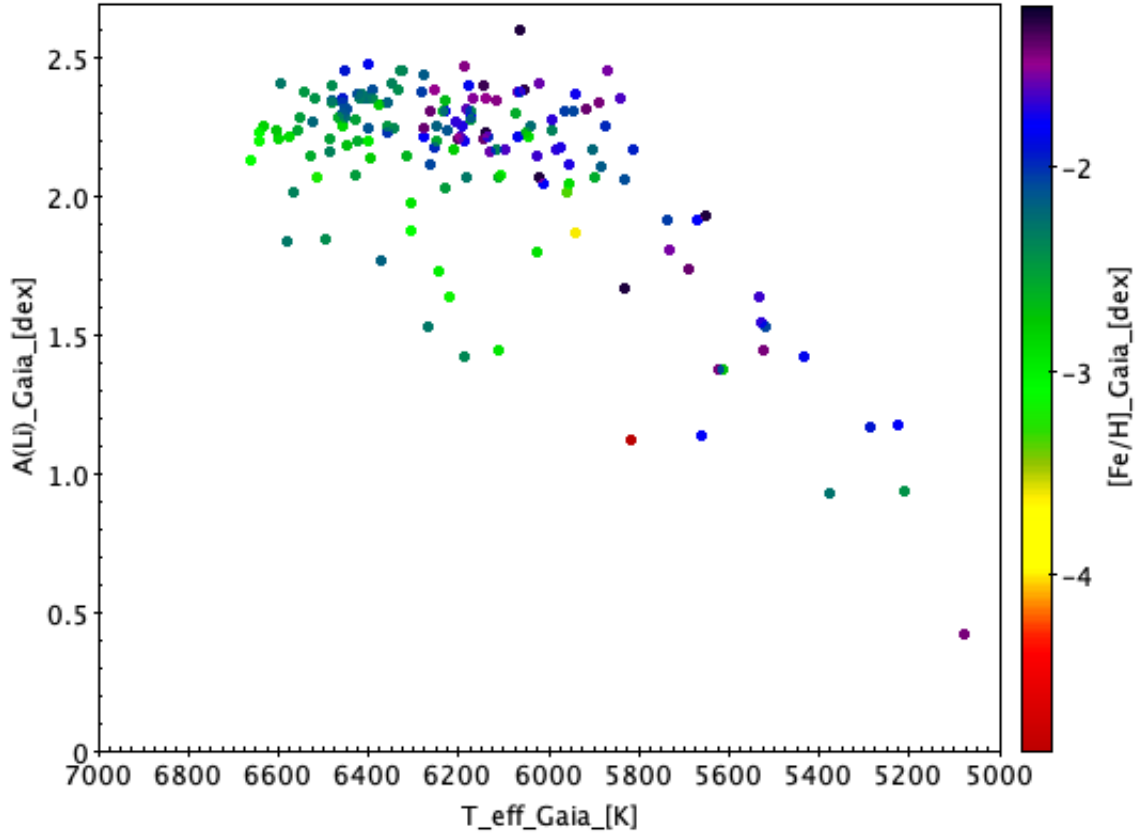


Figura 4.3: $A(\text{Li})$ in funzione della temperatura del campione β . Le stelle sono colorate in accordo al valore di $[\text{Fe}/\text{H}]$

Il numero totale di sorgenti con $T_{eff} < 5900$ K per il campione α è di 29; per il campione β sono 28. In quest'ultimo è stata scartata la sorgente GAIA EDR3 3675286356516693760 da [François et al., 2020](#) perché con un errore in parallasse maggiore del 60%. Il valore medio di $A(\text{Li})$ delle sorgenti più fredde del cut-off è pari a 1.65 dex per il campione α e 1.64 dex per il campione β con una deviazione standard di 0.49 dex. L'abbondanza media di $A(\text{Li})$ è minore rispetto alle stelle con $T_{eff} > 5900$ K, per i due campioni si ha:

- campione α , valore medio di $A(\text{Li})$ per stelle di MS con $T_{eff} > 5900\text{K}$ è pari a $A(\text{Li}) = 2.17$ dex e risulta superiore di 0.52 dex rispetto alle stelle con $T_{eff} < 5900\text{K}$
- campione β , valore medio di $A(\text{Li})$ per stelle con $T_{eff} > 5900\text{K}$ è pari a $A(\text{Li}) = 2.21$ dex e risulta superiore di 0.57 dex rispetto alle stelle con $T_{eff} < 5900\text{K}$

4.2 Cut off a basse temperature

Un altro risultato importante ottenuto dalle stelle di MS è che non si evidenziano cali di $A(\text{Li})$ all'aumentare della temperatura. Questo è ciò che è previsto in caso di diffusione efficiente. L'abbondanza di $A(\text{Li})$ sembra rimanere invece costante lungo tutta la MS (almeno per $T_{\text{eff}} > 5900\text{K}$). Questo conferma che altri meccanismi sono in gioco e in grado di inibire totalmente la diffusione atomica. Tale risultato, non ottenibile con i parametri di letteratura, conferma i risultati ottenuti dagli ammassi globulari (Mucciarelli et al., 2011; Korn et al., 2006; Richard et al., 2005).

In Figura 4.4 è mostrato l'andamento di $A(\text{Li})$ in funzione della metallicità per il campione β e per le sorgenti di MS. Non si riscontra nessun andamento di $A(\text{Li})$ al diminuire del $[\text{Fe}/\text{H}]$, come ci si aspetterebbe invece dai modelli che includono la diffusione atomica. Per i modelli con diffusione atomica, infatti, si dovrebbe riscontrare una maggiore efficienza della diffusione al diminuire della metallicità. Come detto in precedenza, tali strutture presentano un'opacità minore e dunque una convezione meno efficiente. Una convezione meno efficiente comporta una diffusione atomica maggiore.

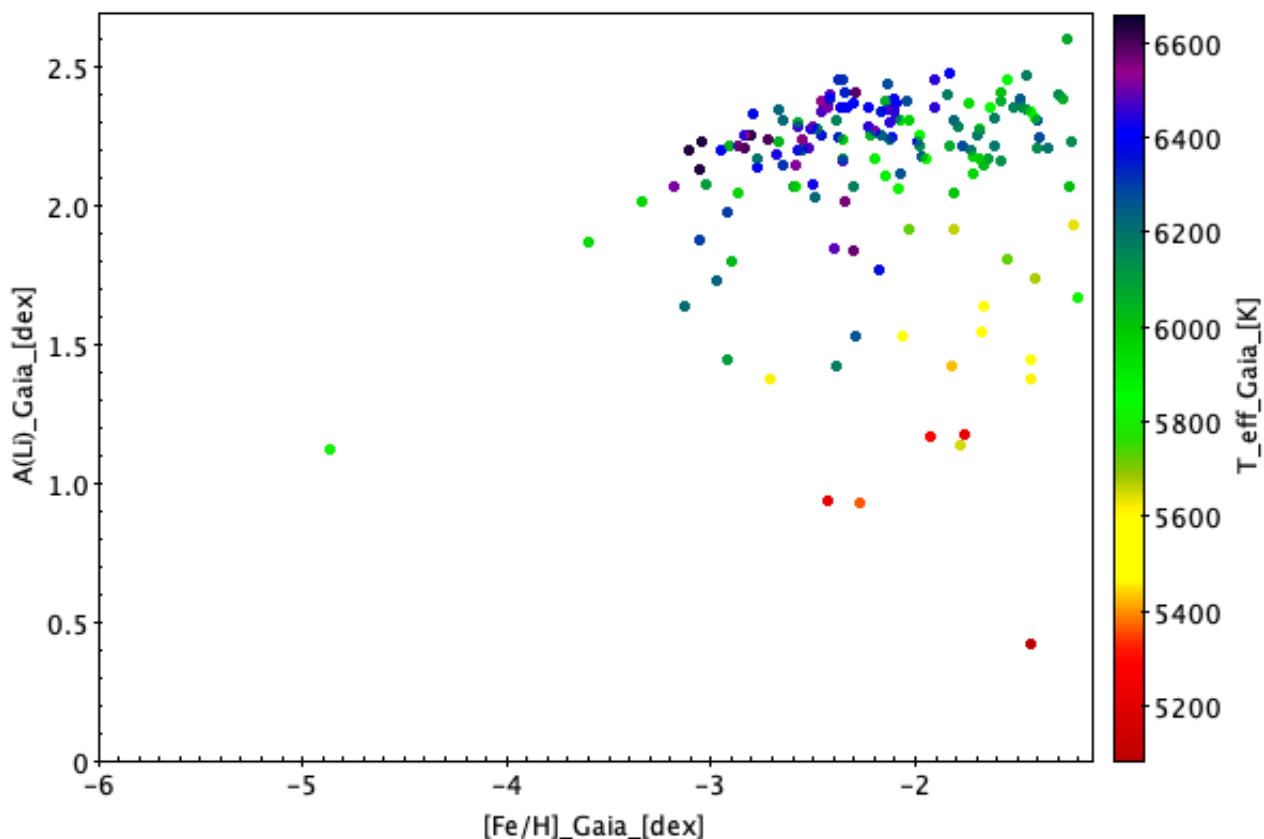


Figura 4.4: Andamento di $A(\text{Li})$ in funzione della metallicità del campione β per le sole sorgenti di MS. I punti sono colorati in base al valore Gaia di temperatura effettiva.

4.3 Abbondanza di A(Li)

Il campione di stelle analizzato in questo lavoro permette di discutere sia la presenza dello Spite Plateau che del Li Meltdown e di identificare la natura di buona parte delle stelle povere di litio. Di seguito discutiamo le distribuzioni di A(Li) ottenute dai due campioni selezionati.

4.3.1 Campione α

Le stelle del campione α finale presentano le seguenti caratteristiche

- $[Fe/H] < -1.2$ dex,
- $T_{eff} > 5900$ K,
- escluse sorgenti che mostrano segni di binarietà e CEMP stars,
- è stata esclusa la sorgente J1742+2531, (Bonifacio et al., 2012) perché affetta da un errore in parallasse del 950%.

Il campione è composto da 213 stelle, di cui 143 ritenute di MS e 70 di SGB. Le sorgenti con $[Fe/H] > -2.6$ sono 159, le restanti 54 si pongono a metallicità inferiori. La Figura 4.5 mostra l'andamento di A(Li) in funzione della metallicità del campione α delle stelle di MS+SGB.

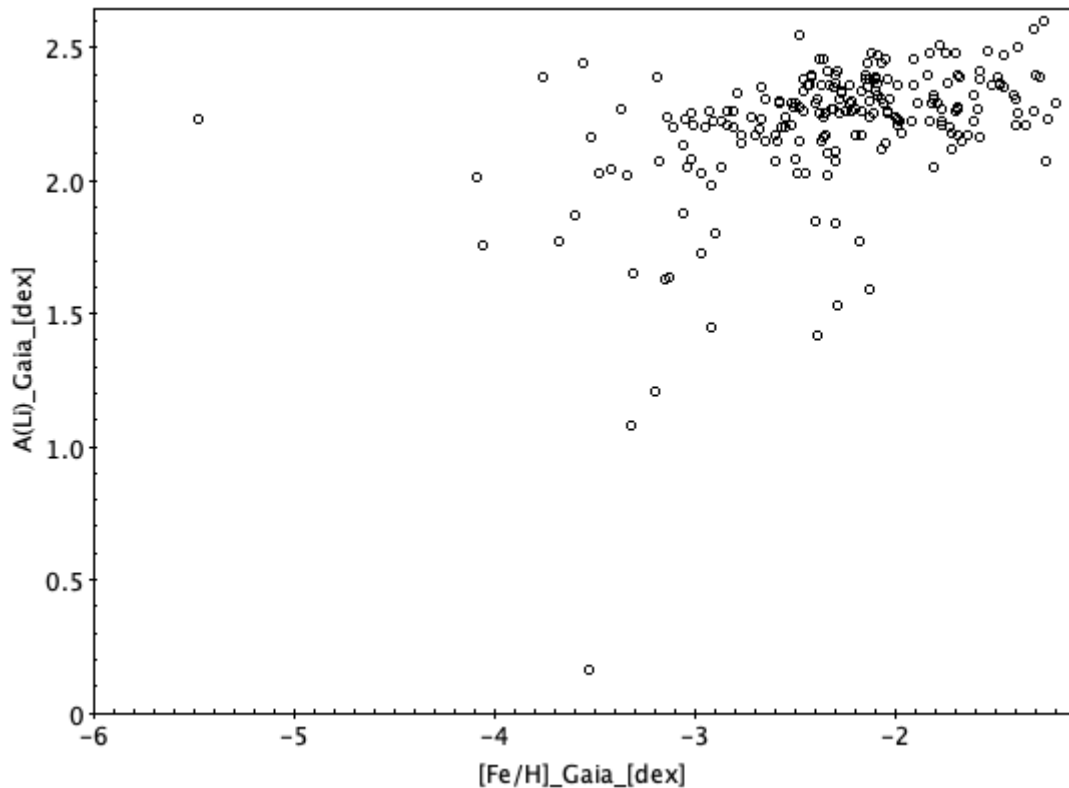


Figura 4.5: Andamento dell'abbondanza di litio A(Li) in funzione del $[Fe/H]$ per il campione α .

4.3 Abbondanza di A(Li)

Le sorgenti Li poor $A(Li) < 2$ dex con $[Fe/H] > -2.6$ dex sono 6 sul totale di 159 stelle con tali metallicità; le sorgenti Li poor con $[Fe/H] < -2.6$ sono 14 sul totale di 54 stelle con tali metallicità.

Per il campione α si ottengono diversi valori medi di A(Li) a seconda dell'intervallo di metallicità considerato, e in base all'inclusione o esclusione delle sorgenti Li poor.

- $A(Li) = 2.20$ dex con una deviazione standard di 0.26 dex su tutto l'intervallo di metallicità;
- $A(Li) = 2.27$ dex con una deviazione standard di 0.16 dex per $-2.6 < [Fe/H] < -1.2$;
- $A(Li) = 2.29$ dex con una deviazione standard di 0.11, per sorgenti $A(Li) > 2$ dex nell'intervallo $-2.6 < [Fe/H] < -1.2$ corrispondente allo Spite Plateau;
- $A(Li) = 2.00$ dex e la deviazione standard di 0.37 dex, per le sorgenti con $[Fe/H] < -2.6$ dex.

E' evidente come la dispersione diminuisca se si escludono le sorgenti appartenenti al Li-meltdown, ossia la regione del piano in cui aumenta lo scatter nell'andamento di A(Li) e vi è una caduta del valore stesso.

4.3.2 Campione β

Le stelle del campione β finale presentano le medesime caratteristiche del campione α con la sola differenza di aver escluso le sorgenti affette da gravi errori, anche quando appartenenti al Li Meltdown. Il campione è composto da 193 stelle, di cui 130 ritenute di MS e 63 di SGB. Le sorgenti con $[Fe/H] > -2.6$ sono 159, le restanti 34 presentano valori inferiori di metallicità.

La Figura 4.6 mostra l'andamento di A(Li) in funzione della metallicità del campione β per le stelle di MS+SGB.

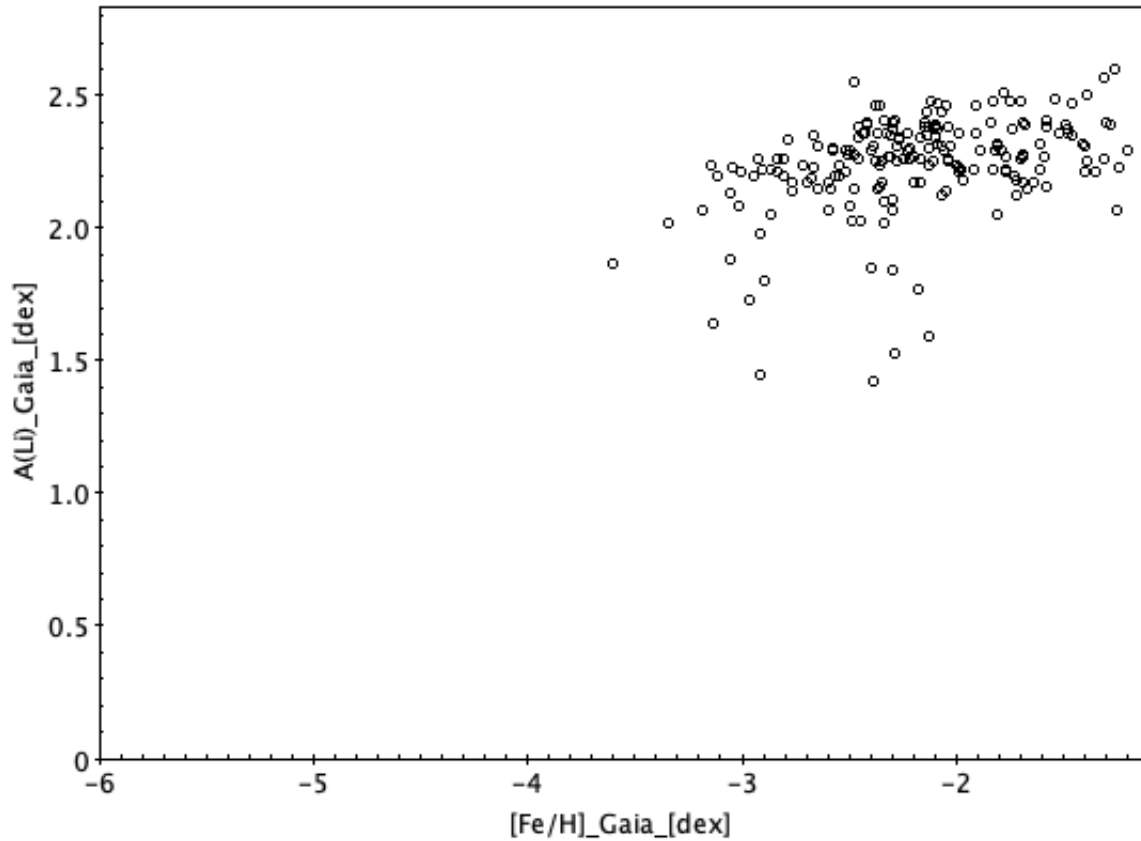


Figura 4.6: Andamento dell'abbondanza di litio A(Li) in funzione del [Fe/H] per il campione β .

4.3 Abbondanza di A(Li)

Le sorgenti Li poor $A(Li) < 2$ dex con $[Fe/H] > -2.6$ dex sono 6 sul totale di 159 stelle con tali metallicità; le sorgenti Li poor con $[Fe/H] < -2.6$ sono 7 sul totale di 34 stelle con tali metallicità.

Per il campione β si ottengono i seguenti valori medi di A(Li) in base all'intervallo di metallicità considerato, e in base all'inclusione o esclusione delle sorgenti Li poor.

- $A(Li) = 2.24$ dex con una deviazione standard di 0.18 dex su tutto l'intervallo di metallicità;
- $A(Li) = 2.27$ dex con una deviazione standard di 0.16 dex per $-2.6 < [Fe/H] < -1.2$
- $A(Li) = 2.29$ dex con una deviazione standard di 0.11, per sorgenti $A(Li) > 2$ dex nell'intervallo $-2.6 < [Fe/H] < -1.2$;
- $A(Li) = 2.00$ dex e la deviazione standard di 0.28 dex, per le sorgenti con $[Fe/H] < -2.6$ dex.

Se si considerano le sorgenti con $A(Li) > 2$ dex nell'intervallo $-2.6 < [Fe/H] < -1.2$, i campioni α e β presentano il medesimo valore medio di litio $A(Li) = 2.29$ dex e una deviazione standard di 0.11 dex.

In entrambi i campioni riconosciamo il Plateau di Spite con la presenza di alcune stelle con A(Li) inferiore a 2 dex. Queste stelle potrebbero essere binarie interagenti non identificate in letteratura. Inoltre, i due campioni confermano il calo di A(Li) per stelle metal-poor, quindi l'esistenza del Li Meltdown. Tale effetto non può essere spiegato solo in base a stelle binarie, CEMP stars, a stelle in fasi evolutive post-FDU o a sorgenti di bassa MS.

Capitolo 5

Conclusioni e prospettive future

Il problema del litio è legato alla discrepanza esistente tra le abbondanze di litio in stelle nane di Popolazione II e quelle derivate da WMAP+SBBN.

La quantità di $A(\text{Li})$ misurata in tali sorgenti, inoltre, mette a dura prova le nostre conoscenze su i meccanismi di trasporto degli elementi in stelle nane: i modelli teorici che includono la convezione e la diffusione non sono in grado di riprodurre le osservazioni. In particolare, un modello puramente convettivo non è completo, poiché la diffusione è un fenomeno reale. La diffusione deve essere inserita nella teoria. Allo stesso tempo, la diffusione atomica ha una certa dipendenza dalla metallicità e dalla temperatura (e quindi dalla massa) delle stelle.

Pertanto, si dovrebbe osservare una diffusione minore all'aumentare della metallicità; e una diminuzione di efficienza al diminuire della temperatura. Come abbiamo visto, questi andamenti derivano dalla teoria delle strutture stellari: una struttura più ricca di metalli presenta un'opacità maggiore (aumenta l'efficienza della convezione), e una sorgente con temperatura effettiva maggiore presenta un involucro convettivo meno massivo.

Un altro grande problema associato all'abbondanza di $A(\text{Li})$ nelle stelle nane di alone è la presenza del Li meltdown. L'andamento di $A(\text{Li})$ in funzione del $[\text{Fe}/\text{H}]$ delle stelle nane di alone presenta una caduta e un maggiore dispersione per stelle con $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.8$ dex. Risolvere il problema del litio significa anche capire quale sia la natura fisica del Li meltdown. Inoltre, se il valore di litio primordiale fosse quello dato da WMAP+SBBN si dovrebbe spiegare quale sia questo processo fisico che agisce durante l'evoluzione stellare che restituisce tale andamento di $A(\text{Li})$ in funzione di metallicità e temperatura. Il fenomeno fisico in questione deve spiegare un andamento di $A(\text{Li})$ costante e indipendente dalla metallicità ma minore rispetto alle previsioni sino a $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.8$ dex, e al di sotto una distribuzione dispersa e dipendente dalla metallicità. In questo contesto si deve poi giustificare l'esistenza di stelle come J0023+0307 (Aguado et al., 2019) a $[\text{Fe}/\text{H}] = -6$ dex che si posizionano sul Plateau di Spite.

Invece, nel caso in cui la ricerca portasse a mettere in discussione la SBBN, e quindi a credere che il Plateau di Spite rifletta il valore di $A(\text{Li})$ primordiale, comunque la teoria stellare dovrà spiegare da quale fenomeno la diffusione è inibita e quali processi subentrano a metallicità inferiori a $[\text{Fe}/\text{H}] = -3$ dex.

5.1 Risultati

Abbiamo visto come, in questo contesto, sia importante intraprendere studi precisi sulle stelle nane di Popolazione II.

Con il lavoro presente abbiamo voluto dimostrare proprio l'importanza della determinazione delle caratteristiche stellari per affrontare il problema del litio. Di seguito una sintesi dei risultati ottenuti.

1. L'uso della fotometria Gaia ha permesso per la prima volta di identificare lo stato evolutivo delle stelle nane di alone per cui è stata precedentemente misurata l'abbondanza di Li. Dal diagramma di Kiel di Gaia (Fig. 2.12) abbiamo visto come le sorgenti definiscano delle chiare sequenze evolutive in base alla quantità di $[Fe/H]$. Per tutte le sorgenti è stato possibile, grazie ai dati Gaia, ottenere informazioni sul loro stato evolutivo. Nel campione totale ($N_{star} = 376$) sono state individuate 16 sorgenti post FDU (Fig. 3.11), nel campione α finale ($N_{star} = 252$) sono state riscontrate 80 sorgenti di SGB e 172 di MS (Sez. 4.1).

2. Il campione Gaia conferma che per stelle di bassa MS l'abbondanza di Li cala significativamente a causa della convezione profonda, capace di raggiungere la regione di bruciamento del litio. Infatti, si è individuato un cutoff in temperatura corrispondente a 5800 – 5900 K. Sotto questa temperatura le sorgenti mostrano una diminuzione della quantità di $A(Li)$ (Figura 4.2 e Figura 4.3).

3. I valori medi dell'abbondanza di Li per diversi intervalli di metallicità e per i due sottocampioni, sono riportate nella Sez 4.3.

In generale, se si considerano le sorgenti con $A(Li) > 2$ dex nell'intervallo di metallicità $-2.6 < [Fe/H] < -1.2$ i valori dei due campioni coincidono con $A(Li)_{medio} = 2.29$ dex e una deviazione standard di 0.11 dex.

La presenza del Plateau di Spite è confermata dal campione Gaia, così come la fine di tale Plateau e l'inizio del Li meltdown per $[Fe/H] < -2.6$ dex.

Per il campione β , il quale è composto da stelle con errori non significativi in parallasse e fotometrici, la presenza del Li-meltdown è confermata con un $A(Li)_{medio} = 2.00$ dex e una $\sigma_{A(Li)_{medio}} = 0.28$. Il valore medio di $A(Li)$ del Li meltdown è inferiore di 0.29 dex rispetto al campione con $A(Li) > 2$ dex nell'intervallo di metallicità $-2.6 < [Fe/H] < -1.2$ e presenta un aumento della deviazione standard.

4. Molte delle stelle che popolano il Li meltdown sono binarie o CEMP stars (in molti casi originate anch'esse da sistemi binari). Anche se queste stelle vengono escluse, rimane evidente la diminuzione a bassi valori di $[Fe/H]$ di $A(Li)$. Questo conferma come il Li meltdown non sia dovuto solamente a stelle binarie o affette da fenomeni di convezione. Rimane valida l'ipotesi che questa diminuzione non rifletta un vero calo di $A(Li)$ ma sia dovuta ad effetti atmosferici (come proposto da [Mucciarelli et al., 2022](#)).

5.2 Prospettive future

Il problema del litio è ancora ampiamente dibattuto. La ricerca scientifica, sia in ambito cosmologico sia in ambito stellare, dovrà cercare di dare una risposta alle questioni ancora aperte, provando a conciliare gli aspetti cosmologici e gli aspetti di evoluzione stellare. A tal proposito sarà necessario

- ampliare il campione di stelle nane di Popolazione II. Le stelle di alone povere di metalli sono sorgenti rare nella Galassia, abbiamo visto come siano spesso deboli perché lontane, essendo stelle di alone si pongono nelle zone più remote della nostra Galassia. Saranno necessari progetti mirati a questo tipo di stelle, come TOPoS [Caffau et al. \(2013\)](#), il cui scopo è stato proprio quello di indagare stelle di TO di alone con $[Fe/H] < -3.5$ dex, di particolare interesse per: capire la formazione delle stelle di piccola massa in gas a bassa metallicità; determinare le abbondanze chimiche di queste perché segni delle stelle di Pop III; rilevare la frazione di CEMP rispetto alle normali stelle povere di metallità. A tal proposito il telescopio Large Synoptic Survey Telescope (LSST [Ivezic et al., 2019](#)) in Cile avrà tra gli obiettivi proprio quello di mappare le stelle della nostra Galassia.
- In futuro, riuscire ad osservare stelle di Popolazione III. Tali stelle sono quelle che dovrebbero mostrare l'abbondanza primordiale di Li. Uno degli scopi del telescopio spaziale James Webb ([Gardner et al., 2006](#)) è quello di osservare le pair instability supernovae ([Bromm, 2014](#)). In generale riuscire a individuare stelle di Popolazione III aprirà la ricerca verso i meccanismi di formazione delle prime stelle dell'Universo, ancora un argomento sconosciuto. Le stelle di Popolazione III potranno fornire informazioni anche sul ruolo della materia oscura e quindi sui modelli cosmologici.
- Comprendere meglio l'origine del Li meltdown, ampliando il campione di stelle con $[Fe/H] < -3$ dex.
- studiare il ruolo della diffusione in stelle di MS e SGB, ma anche in stelle di RGB.
- Cercare sorgenti di Pop II di alone che abbiano un valore di Li tra il plateau di Spite e le previsioni WMAP+SBBN
- Studiare la natura fisica della turbolenza, cercando un fenomeno fisico che sia capace di riprodurre le osservazioni di A(Li) nelle stelle nane di Popolazione II.
- Cercare sistemi binari e CEMP stars nelle stelle studiate per il Plateau di Spite.
- Cercare di capire quale sia la vera natura del Plateau di Spite: rappresenta l'abbondanza primordiale di A(Li) o esiste un meccanismo/ un fenomeno fisico che causa un'abbondanza di 3 o 4 volte minore rispetto alle previsioni WMAP+SBBN?

Ringraziamenti

Per questo lavoro di tesi vorrei ringraziare il mio relatore, Prof. Mucciarelli per avermi guidato nel finale e aiutato a renderlo piacevole e stimolante.

Per il resto, non starò qui a presentare l'ennesimo elenco di persone che hanno "costellato" la mia vita. Laddove ci sia stato uno scambio, lo è stato in modo reciproco.

Un ringraziamento, però, ci tengo a farlo.

Io intendo ringraziare la mia storia

Una sera tra il 2014 e il 2015, avevo forse diciassette o diciotto anni, ero seduta sul divano di casa mia e accanto a me, Bebbia.

La mia amica aveva da poco perso il fratello, Massimo aveva un anno in più di noi, in un evento traumatico, un incidente in moto.

La mia amica era inconsolabile e i momenti di leggerezza a quel tempo erano rari, ma cercavamo di fronteggiare il momento insieme.

Davanti a una tale storia non riuscivo a restare zitta, non volevo che la disperazione prendesse il sopravvento, ho cercato allora di credere in qualcosa.

Ho cominciato a raccontarle che da qualche parte la luce che tutti emaniamo continua a viaggiare nel tempo e nello spazio. Le raccontavo di come quell'energia, propria e unica in tutti noi, non potesse avere fine, e che questo non era in dubbio. E' così! Devi crederci, dobbiamo crederci! In tutto questo caos, c'è bellezza, dobbiamo cercarla

Se penso al Cosmo nulla mi sembra definito e definitivo

Non sembrava consolata

Non c'era spazio per altro

Mi sono avvicinata all'Astronomia per evadere, per trascendere dalla pesantezza e dalla bruttezza che a volte assalivano le nostre vite e per andare via da un quartiere come Centocelle, in cui il disagio sociale dominava e la bellezza si affievoliva.

Volevo trascendere le cose umane, e sapere tutto ciò che c'era da sapere, tutta quella bellezza volevo farla mia.

Bada bene, la mia era anche ricerca di immortalità (egocentrismo), attraverso la conoscenza o attraverso il contributo alla conoscenza, dando per scontato che potessi contribuire ad essa.

Mi sono trasferita e ho intrapreso questo percorso di studi, mi sono laureata, ma l'insoddisfazione non solo è rimasta è persino lievitata. Ho deluso le mie ambizioni? Non sono abbastanza intelligente? Non mi dedico a sufficienza? E' o non è la mia passione?

Nella mia vita qualsiasi forma di conoscenza è sempre stata appagante, ma nulla mi ha mai appassionato veramente. Poi mi sono avvicinata alla divulgazione.

5.2 Prospettive future

E allora sono tornata col pensiero al piano delle persone, dello scambio, della comunicazione. Per me la bellezza - per ora... tra dieci anni chissà- è nello scambio. Nulla è stato gratificante quanto il tirocinio al museo, il lavoro con il pubblico e il porsi domande tutti e tutte insieme, domande riguardo al contesto in cui tutto è immanente: l'Universo.

E allora ringrazio la mia storia e allontano gli schemi di vita prestabiliti, i pregiudizi che spesso ho incontrato nel mondo scientifico, i sistemi rigidi e stringenti in cui ci troviamo talvolta a studiare.

Ringrazio la mia storia perché continua a farmi credere nella bellezza della conoscenza e dello studio, e ringrazio meno chi ci porta a dimenticare la gioia della scoperta.

Bibliografía

- Aguado D. S., González Hernández J. I., Allende Prieto C., Rebolo R., 2019, *Back to the Lithium Plateau with the $[Fe/H] \lesssim -6$ Star J0023+0307*, , [874](#), [L21](#)
- Andrae R., et al., 2018, *Gaia Data Release 2. First stellar parameters from Apsis*, , [616](#), [A8](#)
- Aoki W., 2015, *Molecular Line Formation in the Extremely Metal-poor Star BD+44 493*, , [811](#), [64](#)
- Aoki W., et al., 2006, *HE 1327-2326, an Unevolved Star with $[Fe/H] \lesssim -5.0$. I. A Comprehensive Abundance Analysis*, , [639](#), [897](#)
- Aoki W., Barklem P. S., Beers T. C., Christlieb N., Inoue S., García Pérez A. E., Norris J. E., Carollo D., 2009, *Lithium Abundances of Extremely Metal-Poor Turnoff Stars*, , [698](#), [1803](#)
- Arentsen A., Starkenburg E., Shetrone M. D., Venn K. A., Depagne É., McConachie A. W., 2019, *Binararity among CEMP-no stars: an indication of multiple formation pathways?*, , [621](#), [A108](#)
- Asplund M., Lambert D. L., Nissen P. E., Primas F., Smith V. V., 2006, *Lithium Isotopic Abundances in Metal-poor Halo Stars*, , [644](#), [229](#)
- Axer M., Fuhrmann K., Gehren T., 1994, *Spectroscopic analyses of metal-poor stars. I. Basic data and stellar parameters.*, , [291](#), [895](#)
- Bahcall J. N., Basu S., Pinsonneault M., Serenelli A. M., 2005, *Helioseismological Implications of Recent Solar Abundance Determinations*, , [618](#), [1049](#)
- Beers T. C., Barklem P. S., Christlieb N., Hill V., 2005, *Efficient Searches for r -Process-Enhanced, Metal-Poor Stars*, , [758](#), [595](#)
- Behara N. T., Bonifacio P., Ludwig H. G., Sbordone L., González Hernández J. I., Caffau E., 2010, *Three carbon-enhanced metal-poor dwarf stars from the SDSS. Chemical abundances from CO⁵BOLD 3D hydrodynamical model atmospheres*, , [513](#), [A72](#)
- Bennett C. L., et al., 2013, *Nine-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Final Maps and Results*, , [208](#), [20](#)
- Bodenheimer P., 1965, *Studies in Stellar Evolution. II. Lithium Depletion during the Pre-Main Contraction.*, , [142](#), [451](#)

- Boesgaard A. M., Stephens A., Deliyannis C. P., 2005, *Lithium and Lithium Depletion in Halo Stars on Extreme Orbits*, , [633](#), [398](#)
- Bonifacio P., 2002, *On the lithium content of the globular cluster M 92*, , [395](#), [515](#)
- Bonifacio P., Molaro P., 1997, *The primordial lithium abundance*, , [285](#), [847](#)
- Bonifacio P., et al., 2002, *The lithium content of the globular cluster NGC 6397*, , [390](#), [91](#)
- Bonifacio P., et al., 2007, *First stars VII - Lithium in extremely metal poor dwarfs*, , [462](#), [851](#)
- Bonifacio P., Sbordone L., Caffau E., Ludwig H. G., Spite M., González Hernández J. I., Behara N. T., 2012, *Chemical abundances of distant extremely metal-poor unevolved stars*, , [542](#), [A87](#)
- Bonifacio P., et al., 2015, *TOPoS . II. On the bimodality of carbon abundance in CEMP stars Implications on the early chemical evolution of galaxies*, , [579](#), [A28](#)
- Bonifacio P., et al., 2018, *TOPoS. IV. Chemical abundances from high-resolution observations of seven extremely metal-poor stars*, , [612](#), [A65](#)
- Boyd R. N., Brune C. R., Fuller G. M., Smith C. J., 2010, *New nuclear physics for big bang nucleosynthesis*, , [82](#), [105005](#)
- Bromm V., 2014, *Imprint of an ancient conflagration*, *Science*, [345](#), [868](#)
- Caffau E., et al., 2012, *A primordial star in the heart of the Lion*, , [542](#), [A51](#)
- Caffau E., et al., 2013, *TOPoS. I. Survey design and analysis of the first sample*, , [560](#), [A71](#)
- Caffau E., et al., 2016, *TOPoS. III. An ultra iron-poor multiple CEMP system*, , [595](#), [L6](#)
- Capitanio L., Lallement R., Vergely J. L., Elyajouri M., Monreal-Ibero A., 2017, *Three-dimensional mapping of the local interstellar medium with composite data*, , [606](#), [A65](#)
- Carollo D., et al., 2012, *Carbon-enhanced Metal-poor Stars in the Inner and Outer Halo Components of the Milky Way*, , [744](#), [195](#)
- Castelli F., 2003, in Piskunov N., Weiss W. W., Gray D. F., eds, Vol. 210, *Modelling of Stellar Atmospheres*. p. 47
- Chaboyer B., Demarque P., Guenther D. B., Pinsonneault M. H., 1995, *Rotation, Diffusion, and Overshoot in the Sun: Effects on the Oscillation Frequencies and the Neutrino Flux*, , [446](#), [435](#)
- Charbonnel C., Primas F., 2005, *The lithium content of the Galactic Halo stars*, , [442](#), [961](#)

- Clarkson C., Regis M., 2011, *The cosmic microwave background in an inhomogeneous universe*, , [2011, 013](#)
- Coc A., Vangioni-Flam E., Descouvemont P., Adahchour A., Angulo C., 2004, *Updated Big Bang Nucleosynthesis Compared with Wilkinson Microwave Anisotropy Probe Observations and the Abundance of Light Elements*, , [600, 544](#)
- Cyburt R. H., Pospelov M., 2012, *Resonant Enhancement of Nuclear Reactions as a Possible Solution to the Cosmological Lithium Problem*, [International Journal of Modern Physics E](#), [21, 1250004](#)
- Cyburt R. H., Fields B. D., Olive K. A., 2008, *An update on the big bang nucleosynthesis prediction for ${}^7\text{Li}$: the problem worsens*, , [2008, 012](#)
- Cyburt R. H., Ellis J., Fields B. D., Luo F., Olive K. A., Spanos V. C., 2009, *Nucleosynthesis constraints on a massive gravitino in neutralino dark matter scenarios*, , [2009, 021](#)
- D’Orazi V., Lucatello S., Gratton R., Bragaglia A., Carretta E., Shen Z., Zaggia S., 2010, *Lithium and Proton-capture Elements in Globular Cluster Dwarfs: The Case of 47 Tuc*, , [713, L1](#)
- Danielski C., Babusiaux C., Ruiz-Dern L., Sartoretti P., Arenou F., 2018, *The empirical Gaia G-band extinction coefficient*, , [614, A19](#)
- Deal M., Richard O., Vauclair S., 2021, *Matter accretion in metal-poor stars down to extremely metal-poor stars and the lithium problem*, , [646, A160](#)
- Deliyannis C. P., Demarque P., 1991, *Lithium in the Most Extreme Halo Stars; Trends with Metallicity*, , [370, L89](#)
- Deliyannis C. P., Pinsonneault M. H., Duncan D. K., 1993, *Evidence for a Dispersion in the Lithium Abundances of Extreme Halo Stars*, , [414, 740](#)
- Fields B. D., 2011, *The Primordial Lithium Problem*, [Annual Review of Nuclear and Particle Science](#), [61, 47](#)
- Fitzpatrick E. L., Massa D., Gordon K. D., Bohlin R., Clayton G. C., 2019a, *An Analysis of the Shapes of Interstellar Extinction Curves. VII. Milky Way Spectrophotometric Optical-through-ultraviolet Extinction and Its R-dependence*, , [886, 108](#)
- Fitzpatrick E. L., Massa D., Gordon K. D., Bohlin R., Clayton G. C., 2019b, *An Analysis of the Shapes of Interstellar Extinction Curves. VII. Milky Way Spectrophotometric Optical-through-ultraviolet Extinction and Its iR/i -dependence*, [The Astrophysical Journal](#), [886, 108](#)
- François P., et al., 2020, *Detailed abundances in a sample of very metal-poor stars*, , [642, A25](#)
- Frebel A., Collet R., Eriksson K., Christlieb N., Aoki W., 2008, *HE 1327-2326, an Unevolved Star with $[\text{Fe}/\text{H}]_{j-5.0}$. II. New 3D-1D Corrected Abundances from a Very Large Telescope UVES Spectrum*, , [684, 588](#)

- Gaia Collaboration et al., 2016, *The Gaia mission*, , 595, A1
- Gaia Collaboration et al., 2021, *Gaia Early Data Release 3. Summary of the contents and survey properties*, , 649, A1
- Gardner J. P., et al., 2006, *The James Webb Space Telescope*, , 123, 485
- González Hernández J. I., et al., 2008, *First stars XI. Chemical composition of the extremely metal-poor dwarfs in the binary CS 22876-032*, , 480, 233
- Hansen T., et al., 2014, *Exploring the Origin of Lithium, Carbon, Strontium, and Barium with Four New Ultra Metal-poor Stars*, , 787, 162
- Hills J. G., Day C. A., 1976, *Stellar Collisions in Globular Clusters*, , 17, 87
- Hobbs L. M., Duncan D. K., 1987, *The Lithium Abundance in Halo Stars*, , 317, 796
- Hosford A., Ryan S. G., García Pérez A. E., Norris J. E., Olive K. A., 2009, *Lithium abundances of halo dwarfs based on excitation temperature. I. Local thermodynamic equilibrium*, , 493, 601
- Hosford A., García Pérez A. E., Collet R., Ryan S. G., Norris J. E., Olive K. A., 2010, *Lithium abundances of halo dwarfs based on excitation temperatures. II. Non-local thermodynamic equilibrium*, , 511, A47
- Ito H., Aoki W., Beers T. C., Tominaga N., Honda S., Carollo D., 2013, *Chemical Analysis of the Ninth Magnitude Carbon-enhanced Metal-poor Star BD+44°493*, , 773, 33
- Ivans I. I., Sneden C., Gallino R., Cowan J. J., Preston G. W., 2005, *Near-Ultraviolet Observations of CS 29497-030: New Constraints on Neutron-Capture Nucleosynthesis Processes*, , 627, L145
- Ivezić Ž., et al., 2019, *LSST: From Science Drivers to Reference Design and Anticipated Data Products*, , 873, 111
- Izotov Y. I., Chaffee F. H., Foltz C. B., Green R. F., Guseva N. G., Thuan T. X., 1999, *Helium Abundance in the Most Metal-deficient Blue Compact Galaxies: I ZW 18 and SBS 0335-052*, , 527, 757
- Jedamzik K., 2004, *Did something decay, evaporate, or annihilate during big bang nucleosynthesis?*, , 70, 063524
- Jordi C., et al., 2010, *Gaia broad band photometry*, , 523, A48
- Kirkman D., Tytler D., Suzuki N., O'Meara J. M., Lubin D., 2003, *The Cosmological Baryon Density from the Deuterium-to-Hydrogen Ratio in QSO Absorption Systems: D/H toward Q1243+3047*, , 149, 1
- Korn A. J., Grundahl F., Richard O., Barklem P. S., Mashonkina L., Collet R., Piskunov N., Gustafsson B., 2006, *A probable stellar solution to the cosmological lithium discrepancy*, , 442, 657

- Lallement R., Vergely J. L., Valette B., Puspitarini L., Eyer L., Casagrande L., 2014, *3D maps of the local ISM from inversion of individual color excess measurements*, , [561](#), [A91](#)
- Larson D., et al., 2011, *Seven-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Power Spectra and WMAP-derived Parameters*, , [192](#), [16](#)
- Lind K., Primas F., Charbonnel C., Grundahl F., Asplund M., 2009, *Signatures of intrinsic Li depletion and Li-Na anti-correlation in the metal-poor globular cluster NGC 6397*, , [503](#), [545](#)
- Lucatello S., Gratton R., Cohen J. G., Beers T. C., Christlieb N., Carretta E., Ramírez S., 2003, *Stellar Archaeology: A Keck Pilot Program on Extremely Metal-Poor Stars From the Hamburg/ESO Survey. III. The Lead (Pb) Star HE 0024-2523*, , [125](#), [875](#)
- Luridiana V., Peimbert A., Peimbert M., Cerviño M., 2003, *The Effect of Collisional Enhancement of Balmer Lines on the Determination of the Primordial Helium Abundance*, , [592](#), [846](#)
- Masseron T., Johnson J. A., Lucatello S., Karakas A., Plez B., Beers T. C., Christlieb N., 2012, *Lithium Abundances in Carbon-enhanced Metal-poor Stars*, , [751](#), [14](#)
- Matas Pinto A. M., et al., 2021, *The metal-poor end of the Spite plateau. II. Chemical and dynamical investigation*, , [654](#), [A170](#)
- Matsuno T., Aoki W., Suda T., Li H., 2017, *Lithium in CEMP-no stars: A new constraint on the lithium depletion mechanism in the early universe**, , [69](#), [24](#)
- McCrea W. H., 1964, *Extended main-sequence of some stellar clusters*, , [128](#), [147](#)
- Meléndez J., Casagrande L., Ramírez I., Asplund M., Schuster W. J., 2010, *Observational evidence for a broken Li Spite plateau and mass-dependent Li depletion*, , [515](#), [L3](#)
- Michaud G., Fontaine G., Beaudet G., 1984, *The lithium abundance - Constraints on stellar evolution*, , [282](#), [206](#)
- Moffat J. W., 2006, *Late-time inhomogeneity and acceleration without dark energy*, , [2006](#), [001](#)
- Molaro P., Primas F., Bonifacio P., 1995, *Lithium abundance of halo dwarfs revised.*, , [295](#), [L47](#)
- Monaco L., Bonifacio P., Sbordone L., Villanova S., Pancino E., 2010, *The lithium content of ω Centauri. New clues to the cosmological Li problem from old stars in external galaxies*, , [519](#), [L3](#)
- Mucciarelli A., Salaris M., Lovisi L., Ferraro F. R., Lanzoni B., Lucatello S., Gratton R. G., 2011, *Lithium abundance in the globular cluster M4: from the turn-off to the red giant branch bump*, , [412](#), [81](#)

- Mucciarelli A., Bellazzini M., Massari D., 2021, *Exploiting the Gaia EDR3 photometry to derive stellar temperatures*, , [653](#), [A90](#)
- Mucciarelli A., Monaco L., Bonifacio P., Salaris M., Deal M., Spite M., Richard O. A., Lallement R., 2022, *Discovery of a thin lithium plateau among metal-poor red giant branch stars*, , [661](#), [A153](#)
- Norris J. E., Ryan S. G., Stringfellow G. S., 1994, *Lithium Abundances in the Most Metal-deficient Stars*, , [423](#), [386](#)
- Norris J. E., Ryan S. G., Beers T. C., Deliyannis C. P., 1997, *Extremely Metal-Poor Stars. III. The Lithium-depleted Main-Sequence Turnoff Dwarfs*, , [485](#), [370](#)
- Pasquini L., Bonifacio P., Molaro P., Francois P., Spite F., Gratton R. G., Carretta E., Wolf B., 2005, *Li in NGC 6752 and the formation of globular clusters*, , [441](#), [549](#)
- Peskin M. E., 2008, in Dawson S., Mohapatra R. N., eds, *Colliders and Neutrinos: the Window into Physics Beyond the Standard Model*. p. 609
- Piau L., 2008, *Lithium Isotopes in Population II Dwarfs*, , [689](#), [1279](#)
- Piau L., Beers T. C., Balsara D. S., Sivarani T., Truran J. W., Ferguson J. W., 2006, *From First Stars to the Spite Plateau: A Possible Reconciliation of Halo Stars Observations with Predictions from Big Bang Nucleosynthesis*, , [653](#), [300](#)
- Pietrinferni A., et al., 2021, *Updated BaSTI Stellar Evolution Models and Isochrones. II. α -enhanced Calculations*, , [908](#), [102](#)
- Placco V. M., Beers T. C., Reggiani H., Meléndez J., 2016, *G64-12 and G64-37 Are Carbon-enhanced Metal-poor Stars*, , [829](#), [L24](#)
- Planck Collaboration et al., 2016, *Planck 2015 results. XIII. Cosmological parameters*, , [594](#), [A13](#)
- Planck Collaboration et al., 2020, *Planck 2018 results. VI. Cosmological parameters*, , [641](#), [A6](#)
- Rebolo R., Molaro P., Abia C., Beckman J. E., 1988, *Abundances of ^9Be in a sample of highly metal-deficient dwarfs : implications for early galactic nucleosynthesis and primordial lithium.*, , [193](#), [193](#)
- Richard O., Michaud G., Richer J., 2005, *Implications of WMAP Observations on Li Abundance and Stellar Evolution Models*, , [619](#), [538](#)
- Riediger R., Petitjean P., Mucket J. P., 1998, *Evolution of the Lymanalpha forest from high to low redshift*, , [329](#), [30](#)
- Riello, M. et al., 2021, *Gaia Early Data Release 3 - Photometric content and validation*, [A&A](#), [649](#), [A3](#)
- Riello M., et al., 2021, *Gaia Early Data Release 3. Photometric content and validation*, , [649](#), [A3](#)

- Roederer I. U., Preston G. W., Thompson I. B., Shectman S. A., Sneden C., Burley G. S., Kelson D. D., 2014, *A Search for Stars of Very Low Metal Abundance. VI. Detailed Abundances of 313 Metal-poor Stars*, , [147](#), [136](#)
- Rugers M., Hogan C., 1996, in Holt S. S., Sonneborn G., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 99, Cosmic Abundances*. p. 100
- Ryan S. G., Beers T. C., Deliyannis C. P., Thorburn J. A., 1996, *Lithium Processing in Halo Dwarfs, and T_{eff} , $[Fe/H]$ Correlations on the Spite Plateau*, , [458](#), [543](#)
- Ryan S. G., Beers T. C., Olive K. A., Fields B. D., Norris J. E., 2000, *Primordial Lithium and Big Bang Nucleosynthesis*, , [530](#), [L57](#)
- Ryan S. G., Beers T. C., Kajino T., Rosolankova K., 2001, *Ultra-Lithium-deficient Halo Stars and Blue Stragglers: A Common Origin?*, , [547](#), [231](#)
- Salaris M., Cassisi S., 2013, *Old Stellar Populations: How to Study the Fossil Record of Galaxy Formation*. Physics textbook, Wiley
- Salaris M., Weiss A., 2001, *Atomic diffusion in metal-poor stars. II. Predictions for the Spite plateau*, , [376](#), [955](#)
- Sbordone L., et al., 2010, *The metal-poor end of the Spite plateau. I. Stellar parameters, metallicities, and lithium abundances*, , [522](#), [A26](#)
- Schaeuble M., King J. R., 2012, *New Lithium Measurements in Metal-Poor Stars*, , [124](#), [164](#)
- Schlafly E. F., Finkbeiner D. P., 2011, *Measuring Reddening with Sloan Digital Sky Survey Stellar Spectra and Recalibrating SFD*, , [737](#), [103](#)
- Sivarani T., et al., 2004, *First stars IV. CS 29497-030: Evidence for operation of the s-process at very low metallicity*, , [413](#), [1073](#)
- Songaila A., Cowie L. L., Hogan C. J., Rugers M., 1994, *Deuterium abundance and background radiation temperature in high-redshift primordial clouds*, , [368](#), [599](#)
- Spergel D. N., et al., 2003, *First-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Determination of Cosmological Parameters*, , [148](#), [175](#)
- Spite F., Spite M., 1982, *Abundance of lithium in unevolved stars and old disk stars : Interpretation and consequences.*, , [115](#), [357](#)
- Spite F., Spite M., 1986, *Lithium abundance in the nitrogen-rich halo dwarfs.*, , [163](#), [140](#)
- Spite M., Maillard J. P., Spite F., 1984, *Abundance of lithium in another sample of halo dwarfs, and in the spectroscopic binary BD -0 4234.*, , [141](#), [56](#)
- Spite M., Spite F., Bonifacio P., 2012, *The cosmic lithium problem . an observer's perspective*, *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, [22](#), [9](#)

- Spite M., Caffau E., Bonifacio P., Spite F., Ludwig H. G., Plez B., Christlieb N., 2013, *Carbon-enhanced metal-poor stars: the most pristine objects?*, , [552](#), [A107](#)
- Steigman G., 2007, *Primordial Nucleosynthesis in the Precision Cosmology Era*, *Annual Review of Nuclear and Particle Science*, [57](#), [463](#)
- Steigman G., 2009, in van Steenberg M. E., Sonneborn G., Moos H. W., Blair W. P., eds, American Institute of Physics Conference Series Vol. 1135, Future Directions in Ultraviolet Spectroscopy: A Conference Inspired by the Accomplishments of the Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Mission. pp 94–101 ([arXiv:0901.4333](#)), [doi:10.1063/1.3154093](#)
- Steigman G., Santos R. C., Lima J. A. S., 2009, *An accelerating cosmology without dark energy*, , [2009](#), [033](#)
- Swenson F. J., 1995, *Lithium in Halo Dwarfs: The Undoing of Diffusion by Mass Loss*, , [438](#), [L87](#)
- Thompson I. B., et al., 2008, *CS 22964-161: A Double-Lined Carbon- and s-Process-Enhanced Metal-Poor Binary Star*, , [677](#), [556](#)
- Tytler D., Burles S., Kirkman D., 1996a, *New Keck Spectra of Q0014+813: annulling the case for high deuterium abundances*, arXiv e-prints, pp [astro-ph/9612121](#)
- Tytler D., Fan X.-M., Burles S., 1996b, *Cosmological baryon density derived from the deuterium abundance at redshift $z = 3.57$* , , [381](#), [207](#)
- Vauclair S., Charbonnel C., 1995, *Influence of a stellar wind on the lithium depletion in halo stars: a new step towards the lithium primordial abundance.*, , [295](#), [715](#)
- Wampler E. J., Williger G. M., Baldwin J. A., Carswell R. F., Hazard C., McMahon R. G., 1996, *High resolution observations of the QSO BR 1202-0725: deuterium and ionic abundances at redshifts above $z=4.$* , , [316](#), [33](#)
- Wenger M., et al., 2000, *The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects*, , [143](#), [9](#)