

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

**Abbondanze chimiche in un campione
di stelle metal-poor della
Galassia nana del Sagittario**

Tesi di Laurea Magistrale

Presentata da:
ALESSIO LIBERATORI

Relatore:
Prof. ALESSIO MUCCIARELLI

Correlatori:
Dott.ssa DONATELLA ROMANO
Dott. MICHELE BELLAZZINI

Questo lavoro è dedicato alle persone che mi sono state vicine
e che mi hanno supportato in questi anni.

A mia madre, Maria.
A mio padre, Iliano.
A mio fratello, Francesco.
Alla mia ragazza, Carola.
A mio zio, Gabriele.
A mia nonna, Norma.

In memoria di Giovanni Liberatori.

Sommario

Lo scenario oggi più accreditato per spiegare la formazione e l'evoluzione delle galassie è quello del merging gerarchico. In questo scenario, le galassie che osserviamo oggi sono il risultato di una sequenza di merging con galassie più piccole.

In questo senso, la Galassia Nana del Sagittario è una delle prove più importanti a disposizione a favore dello scenario del merging gerarchico.

La Galassia Nana del Sagittario è una galassia satellite della nostra Galassia ed è il caso più emblematico di processo di distruzione mareale attualmente in corso da parte della Milky Way. La sua distruzione ha contribuito alla costituzione dell'alone della Via Lattea, sia in termini di stelle che di materia oscura.

Di Sagittario si osserva solo ciò che ne rimane del corpo principale (il cosiddetto *main-body*), i suoi streams che avvolgono la Via Lattea ed il suo nucleo, dominato dalla presenza dell'ammasso globulare metal-poor M54 ($[Fe/H] \approx -1.5$).

È proprio la presenza di M54 che ha sempre reso complessa la selezione di un campione di stelle metal-poor di Sagittario: se, infatti, il main-body di Sgr è molto rarefatto e fortemente contaminato da stelle di campo galattico, il suo nucleo si sovrappone alla perfezione con l'ammasso globulare M54 rendendo quasi impossibile identificare stelle di Sagittario con $[Fe/H] < -1$ e non appartenenti ad M54.

Fino ad ora, l'unico metodo utilizzato per selezionare i targets spettroscopici per studiare la chimica di Sagittario ha fatto uso della loro posizione sul Diagramma Colore-Magnitudine: questo metodo introduce inevitabilmente un bias, permettendo di selezionare solo le stelle della popolazione metal-rich ($[Fe/H] \approx -0.5$) di Sagittario.

L'avvento della missione GAIA dell'ESA ha fornito misure di moti propri per le stelle di Sagittario, permettendo di selezionare le stelle membre anche in regioni meno dense e fortemente contaminate dalla Galassia.

In questo lavoro sono state studiate, per la prima volta, 23 stelle metal-poor appartenenti al main-body di Sagittario ma fuori dal raggio mareale di M54, selezionate grazie ai moti propri dalla missione GAIA. Gli spettri analizzati sono stati ottenuti con lo spettrografo UVES-FLAMES del VLT (ESO). Da questi spettri è stata ottenuta l'abbondanza di 17 elementi sia delle stelle di Sagittario selezionate che di 12 stelle appartenenti al proprio ammasso globulare M54.

Questo campione di abbondanze chimiche permette per la prima volta: (a) di comprendere la storia di arricchimento chimico di Sagittario in un ampio range di metallicità (mai studiato finora) e (b) di confrontare per la prima volta la chimica di Sagittario con quella dell'ammasso globulare M54. Tali abbondanze dimostrano come Sagittario abbia avuto un'evoluzione chimica nettamente diversa da quella della Milky Way, con un contributo inferiore da parte delle stelle massive, probabilmente a causa del suo basso rate di formation stellare. Inoltre, è stato possibile determinare la forte somiglianza chimica tra Sagittario e M54, confermando che i due sistemi condividono la stessa storia di arricchimento chimico.

Indice

1	Introduzione	1
1.1	Galassie sferoidali nane	2
1.2	Ammassi globulari	5
1.2.1	Popolazioni Stellari Multiple	6
2	La galassia nana del Sagittario ed M54	8
2.1	La Galassia del Sagittario nella Milky Way	8
2.2	M54	13
2.2.1	Dinamica interna ad M54 e Sgr,N	13
2.3	Composizione chimica di Sagittario ed M54	17
3	Teoria delle righe spettrali	25
3.1	Forma della riga	26
3.2	Curva di crescita	28
4	Dataset osservativo	29
4.1	Selezione del campione spettroscopico	29
4.2	VLT	29
4.3	Missione GAIA	30
4.4	Selezione del campione del Sagittario	32
4.5	Campione di M54	36
4.6	NGC 6752 e 47Tucanae	36
5	Parametri stellari	38
5.1	Magnitudini de-arrossate	38
5.2	Temperatura e gravità	40
5.3	Velocità di microturbolenza	41
5.3.1	Problemi fotometrici su tre stelle di M54	46
6	Analisi Spettrale	47
6.1	Metodi di studio delle righe spettrali in assorbimento	47
6.2	Autokur	48
6.2.1	SYNTHE	48
6.2.2	SLINE	49
6.3	Selezione delle righe	51
6.3.1	Contaminazione	51
6.4	Misura delle larghezze equivalenti	54

6.4.1	DAOSPEC	54
6.4.2	Velocità radiali	56
6.5	GALA	57
6.6	Procedura generale di analisi	58
6.6.1	Autokur SLINE2	58
6.6.2	4DAO e GALA	59
6.7	SALVADOR	59
6.8	Peculiarità nello studio di alcuni elementi	61
6.9	Trattazione degli errori	64
6.9.1	Errori con il Metodo dell'Equivalent Width	64
6.9.2	Errori con il Metodo della Sintesi	65
7	Risultati	66
7.1	Metallicità	67
7.2	Elementi α esplosivi	69
7.2.1	Silicio	69
7.2.2	Calcio	71
7.2.3	Titanio	72
7.3	Elementi α idrostatici	73
7.3.1	Ossigeno	73
7.3.2	Magnesio	75
7.4	Elementi <i>light odd-Z</i>	76
7.4.1	Sodio	76
7.4.2	Alluminio	78
7.5	Elementi Iron-Peak	79
7.5.1	Scandio	79
7.5.2	Vanadio	81
7.5.3	Cromo	82
7.5.4	Manganese	83
7.5.5	Rame	84
7.5.6	Zinco	85
7.5.7	Nichel	86
7.6	Elementi da processi <i>s</i>	87
7.6.1	Bario II	87
7.6.2	Lantanio	88
7.7	Elementi da processi <i>r</i>	89
7.7.1	Europio II	89
8	Discussione e conclusioni	91
8.1	Confronto con la MW	91
8.2	Confronto tra Sgr ed M54	93
8.3	Conclusioni	94
A	Abbondanze chimiche	101
A.1	Sagittario	101
A.2	M54	103

Capitolo 1

Introduzione

Questo lavoro è incentrato sullo studio della Galassia Nana del Sagittario e sul suo ammasso globulare M54, conosciuto anche come NGC6715 (figura 1.1). M54 viene scoperto e catalogato per la prima volta da Charles Messier nel 1788, mentre la Galassia del Sagittario (Sgr dSph) viene scoperta nel 1994 (Ibata et al. (1994)).

Se M54 è un ammasso globulare molto brillante ($M_V = -9.98$, Harris (2010)), cosa che lo ha portato ad essere scoperto ormai più di duecento anni fa, la galassia nana del Sagittario è stata identificata infatti solo in epoca recente a causa della sua bassa brillantezza superficiale.

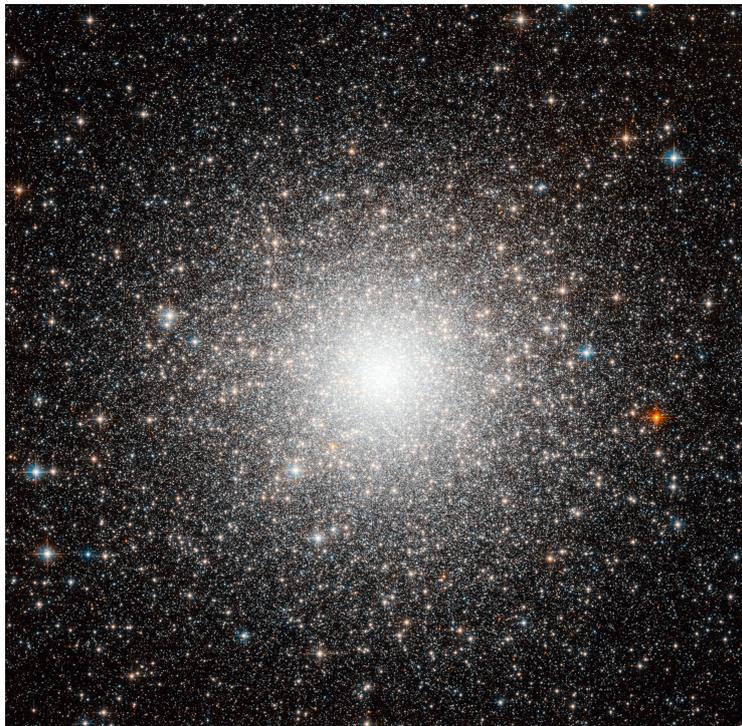


Figura 1.1: Immagine di M54 e del Sagittario catturata dal Hubble Space Telescope (HST).

La galassia del Sagittario è l'esempio più significativo di una galassia satellite in fase di distruzione causata dal campo mareale gravitazionale della Milky Way (MW). Infatti, oggi di questa galassia si può osservare solo una minima parte delle

stelle totali che probabilmente la componevano. Al centro di Sgr dSph risiede l'ammasso globulare M54, di cui alcune stelle sono studiate in questo lavoro. Ancora non è chiaro se M54 sia ciò che rimane del nucleo del Sagittario oppure possa essere un ammasso globulare, probabilmente nato dentro la stessa Sgr dSph, caduto al centro della galassia per frizione dinamica.

Nel capitolo 2 viene fatta una disamina sullo stato dell'arte attuale di M54 e Sgr dSph, mentre nel seguente capitolo sono riprese alcune tematiche astrofisiche rilevanti per questo lavoro.

1.1 Galassie sferoidali nane

Le Galassie Sferoidali Nane sono una delle possibile tipologie di Galassie Nane e sono ampiamente presenti nel Gruppo Locale, concentrandosi maggiormente nei dintorni di M31 e della MW. Sono galassie tipicamente poco massive ($M_{dSph} \approx 10^{7-9} M_{\odot}$), con una magnitudine ($M_V < -17$) e spazialmente più estese degli ammassi globulari (definizione da Tammann et al. (1994)).

La maggior parte delle loro caratteristiche fisiche, come il potenziale gravitazionale, la dimensione o la metallicità¹ correla con la loro massa e luminosità, come nelle galassie di dimensione maggiore (ad esempio le Galassie Ellittiche). Le Galassie Sferoidali Nane seguono, inoltre, le relazioni più importanti per le Galassie Ellittiche, come la legge di Kormendy (figura 1.2, Tolstoy et al. (2009)):

$$L \propto R_{\frac{1}{2}}^x ; x \approx 1 \quad (1.1)$$

Differentemente dalle Galassie Nane late-type (o Irregolari, chiamate anche dIs), le dSph sono prive di gas al loro interno: dunque, per caratterizzarne la dinamica interna viene utilizzata solo la cinematica delle stelle. Tuttavia, dato che le dSph sono generalmente più vicine delle altre Galassie Nane alla MW, è più facile studiarle nel dettaglio in quanto è possibile risolverle sia con fotometria che spettroscopia usando telescopi appartenenti alla classe degli 8-10 metri di diametro.

Le popolazioni stellari che compongono le dSph sono generalmente molto vecchie, come nella maggior parte delle galassie early-type e differentemente dalle dIs. Questo evidenzia come la grande differenza tra le dSph e le dIs risieda nella presenza di gas (e quindi di formazione stellare recente) di queste ultime.

In questi sistemi stellari è possibile osservare anche stelle apparentemente molto giovani che formano una *blue plume* nel Diagramma Colore-Magnitudine (CMD). Molto probabilmente queste sono stelle definite "Blue straggler", nate da merging di due stelle vecchie che ha portato alla formazione di una stella di massa maggiore che quindi ricomincia la sua evoluzione dalla sequenza principale come

¹La metallicità viene definita:

$$[Fe/H] = \log \left(\frac{Fe}{H} \right)_* - \log \left(\frac{Fe}{H} \right)_{\odot}$$

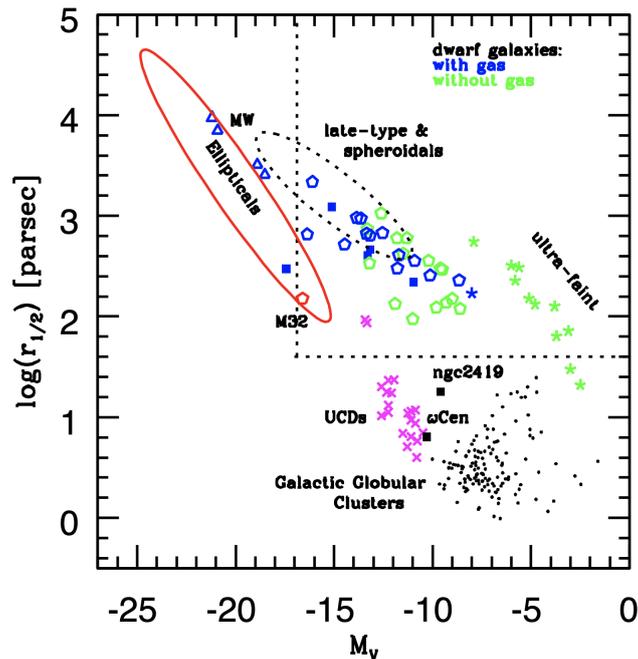


Figura 1.2: Relazione di Kormendy; si evidenzia come le Galassie Nane sferoidali e late-type seguano la relazione.

una stella appena formatasi (Tolstoy et al. (2009)).

Anche la cinematica di questi oggetti è di notevole rilevanza. Le Galassie Sferoidali Nane sono, come detto precedentemente, le Galassie early-type più vicine a noi che contengono un sufficiente numero di stelle nel RGB per permetterci di studiarne nel dettaglio la chimica e la cinematica (Tolstoy et al. (2009)). Per derivare la massa associata al potenziale gravitazionale di questi sistemi è possibile utilizzarne la dispersione di velocità delle stelle. Se la cinematica interna alle dSph non fosse totalmente guidata dagli scontri galattici (processi di scontri mareali) con altri sistemi (come ad esempio la MW), avremmo una prova della fortissima presenza di Dark Matter all'interno di queste galassie. Infatti, il loro rapporto Massa-Luminosità (Mass-to-Light ratio, $\frac{M}{L}$) è tra i più grandi ottenuti per sistemi stellari autogravitanti ($\frac{M}{L} \geq 30$), dimostrando come le dSph siano le galassie (o ciò che ne rimane) con la più alta percentuale in massa di materia oscura esistenti.

Un altro modo per dimostrarlo è utilizzare la relazione tra la dispersione di velocità delle stelle e la brillantezza superficiale centrale, a fissato $\frac{M}{L}$, per un oggetto sferoidale autogravitante. Se per gli ammassi globulari sono ottenute dispersioni di velocità tipiche tra 2 – 8km/s, per le dSph viene stimato un valore medio inferiori ai 2km/s. Essendo certamente non il caso delle dSph, ed assumendo che la dinamica stellare interna non sia dominata dai probabili effetti mareali in corso, viene evidenziato come probabilmente queste galassie sono largamente composte dalla Materia Oscura.

Un ultimo aspetto importante delle galassie dSph è la loro composizione chimica. Sebbene la dinamica stellare possa combinare le stelle appartenenti a sistemi diversi,

la loro chimica è fissata per tutto l'arco della loro vita e porta i segni indelebili della loro provenienza.

Una delle principali caratteristiche da studiare in ognuno di questi sistemi è la posizione del ginocchio nel diagramma alfa-ferro ($[\alpha/Fe]$), che rappresenta la metallicità raggiunta dalla galassia quando il contributo delle SNIa inizia a diventare dominante. Generalmente, all'interno delle dSph del Gruppo Locale, si osserva che le stelle più metal-poor rispetto a quelle del ginocchio $[\alpha/Fe]$ hanno una chimica simile a quella della MW (figura 1.3). Poiché le abbondanze $[\alpha/Fe]$ delle stelle più vecchie (meno metalliche) dipendono principalmente della Initial Mass Function (IMF) del sistema, si può affermare come la IMF primordiale della MW e quella delle dSph locali fossero molto simili.

Le stelle più metal-rich del ginocchio mostrano abbondanze chimiche differenti rispetto a quelle delle stelle di MW della stessa metallicità (figura 1.3). Questa differenza significativa potrebbe essere stata causata proprio dallo scontro mareale che le dSph potrebbero avere avuto con la nostra Galassia (Tolstoy et al. (2009)).

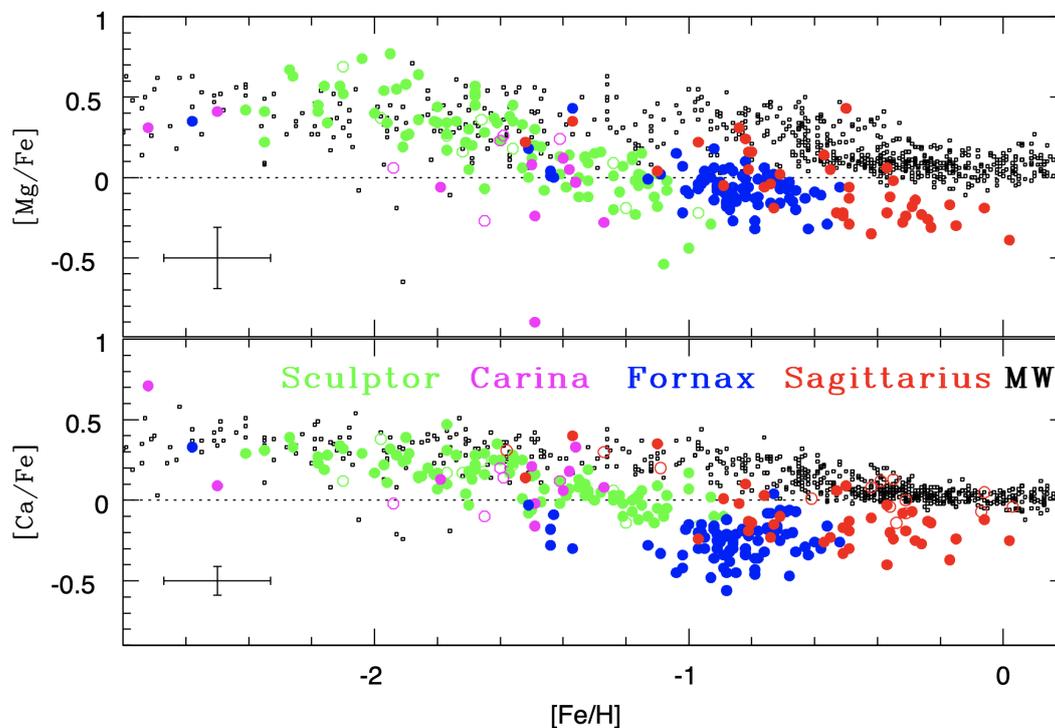


Figura 1.3: Elementi α (Mg e Ca) in quattro delle dSph vicine: Sgr (rosso: Sbordone et al. (2007); Monaco et al. (2005); McWilliam and Smecker-Hane (2005)), Fnx (blu: Letarte (2007); Shetrone et al. (2003)), Scl (verde: Shetrone et al. (2003); Geisler et al. (2005)) e Carina (magenta: Koch et al. (2008); Shetrone et al. (2003)).

Il fatto che le Galassie Sferoidali Nane siano le più vicine alla MW ed a M31 potrebbe essere la dimostrazione di come esse abbiano interagito, nella loro vita, con le due galassie principali del Gruppo Locale, e che possano aver contribuito alla nascita ed alla formazione delle stesse tramite merging gerarchico (Tolstoy et al. (2009)).

1.2 Ammassi globulari

Gli Ammassi Globulari (GCs) sono sistemi stellari legati gravitazionalmente e molto compatti, composti mediamente da $N_* = 10^5 - 10^6$ stelle e con una massa di $M_{GCs} = 10^4 - 10^6 M_\odot$. Sono oggetti molto brillanti, con magnitudini tipiche di $M_V \approx -7$, e sono composti tipicamente da popolazioni stellari molto vecchie. L'età media degli ammassi globulari presenti nella nostra Galassia è di 10 – 13Gyr, e le relative popolazioni stellari presentano masse per stelle al turn-off di circa $M_* = 0.8M_\odot$.

Differentemente dai GCs della MW, quelli presenti in galassie vicine come la Grande e la Piccola Nube di Magellano coprono un intervallo di età molto maggiore, con la presenza di ammassi più giovani con età di 1 Gyr.

Essendo oggetti molto compatti (la densità centrale può arrivare a $n_{nuclear} \approx 100 - 1000 pc^{-3}$), sono dimensionalmente piccoli, con un diametro proiettato di decine di parsec. Per questo, sono oggetti difficili da osservare a grandi distanze. Non esiste evidenza della presenza di Ammassi Globulari oltre il Gruppo Locale. Il numero totale di ammassi osservati all'interno del Gruppo Locale è di circa 180.

Dal punto di vista chimico, la metallicità degli Ammassi nell'alone galattico copre un range compreso tra $[Fe/H] = -2.5$ ed $[Fe/H] = -0.5$, con un valore medio attorno a $[Fe/H] = -1.5$ (Carretta et al. (2009a)).

È di notevole rilevanza l'abbondanza di elementi α di questi sistemi. Tutti gli Ammassi Globulari della MW hanno rapporti $[\alpha/Fe]$ sovra-solari, indice del fatto che le stelle che compongono le strutture sono nate da un gas non arricchito dalle Supernove di tipo SNIa.

La brillantezza superficiale dei GCs può essere riprodotta dai profili analitici di King (King (1966)). Questo profilo è il risultato della distribuzione Maxwelliana della velocità all'interno del sistema unita ad un raggio di troncamento, corrispondente alla distanza dal centro alla quale la velocità delle stelle corrisponde alla velocità di fuga dal sistema, dove la brillantezza va a zero. Il profilo di brillantezza risultante è un profilo piatto nelle parti centrali dell'ammasso che poi decresce nella zona esterna. La rilevanza dei profili di King è duplice: oltre a riprodurre bene i profili di brillantezza osservati, i modelli di King dipendono da un unico parametro:

$$c = \log \left(\frac{r_t}{r_0} \right)$$

dove r_t è il raggio di troncamento ed r_0 è il raggio scala di King del modello (figura 1.4).

Se storicamente la comunità scientifica ha sempre ritenuto gli Ammassi Globulari essere la migliore approssimazione di Simple Stellar Population (SSP, Renzini and Buzzoni (1986)), negli ultimi decenni sono nate conferme della presenza di Popolazioni Stellari Multiple (MSPs) caratterizzate da differenze in alcune abbondanze chimiche tra le stelle dello stesso ammasso.

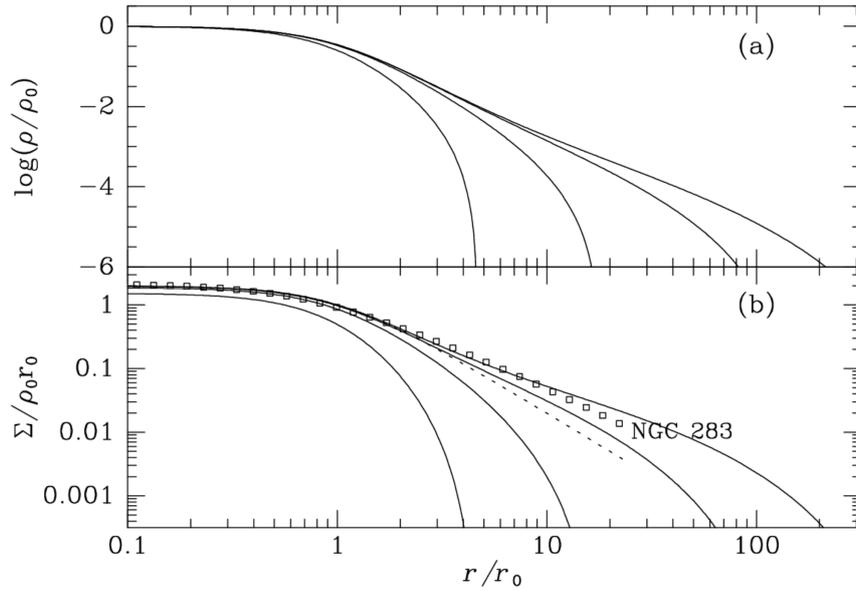


Figura 1.4: Modelli di King al variare del parametro r_t .

1.2.1 Popolazioni Stellari Multiple

Osservazioni fotometriche e spettroscopiche svolte negli ultimi decenni hanno dimostrato come gli Ammassi Globulari non siano un perfetto esempio di SSP, ma siano composti da popolazioni stellari chimicamente distinte, dette popolazioni multiple (MPs). Tali popolazioni si manifestano attraverso la sola variazione, tra stelle dello stesso Ammasso Globulare, dell'abbondanza chimica degli elementi leggeri e che si strutturano in specifiche anti-correlazioni. Le principali anti-correlazioni osservate negli Ammassi sono:

- anti-correlazione Sodio-Ossigeno;
- anti-correlazione Carbonio-Azoto;
- anti-correlazioni Magnesio-Alluminio e Magnesio-Silicio.

Tutti gli ammassi globulari studiati finora mostrano anti-correlazioni tra C ed N, e tra Na e O. Quest'ultima è stata considerata come una delle caratteristiche tipiche degli ammassi globulari, essendo assente nelle stelle di campo e negli ammassi aperti.

Le anti-correlazioni Mg-Al e Mg-Si (Mészáros et al. (2015); Pancino et al. (2017); Mészáros et al. (2020)) sono state scoperte all'interno degli Ammassi più massivi e/o metal-poor. Nella maggior parte degli ammassi, l'abbondanza di $[Mg/Fe]$ nelle proprie stelle risulta costante a fronte di una grande variazione di $[Al/Fe]$ (Carretta et al. (2009b)). Infine, negli ammassi a più alta metallicità, la variazione di $[Al/Fe]$ è ridotta o assente.

Questo tipo di anti-correlazione è visibile sia in M54 che in NGC6752, come discusso nel capitolo 7. L'evidenza delle anti-correlazioni discusse precedentemente tra C ed N, Na e O, e Mg-Al e Mg-Si suggeriscono un ruolo importante del ciclo CNO e delle sue catene secondarie (Langer et al. (1993), Prantzos et al. (2007)). Se,

infatti, l'anti-correlazione O-Na deriva dal ciclo $NeNa$ che avviene per $T \approx 5 \cdot 10^7 K$, la Mg-Al e la Mg-Si sono legate al ciclo $MgAl$. La prima avviene a $T \approx 7 \cdot 10^7 K$, mentre la Mg-Si avviene per $T \approx 8 \cdot 10^7 K$.

L'evidenza osservativa delle anti-correlazioni sopra citate sia in stelle giganti che in stelle nane di sequenza principale esclude che tali anomalie chimiche siano da legare ad effetti evolutivi dovuti a processi di mixing. Inoltre, la presenza di queste variazioni solo negli ammassi globulari e non nelle stelle di campo dell'Alone Galattico e negli ammassi aperti suggerisce che la loro origine deve essere legata all'elevata densità stellare tipica dei GC. Queste evidenze hanno portato allo scenario, oggi comunemente accettato, che interpreta le MPs come il risultato di un processo di auto-arricchimento chimico legato all'elevatissima densità stellare dei GCs e avvenuto nei primi 100 – 200Myr di vita dell'ammasso. Il gas a bassa velocità espulso da alcune delle stelle della prima generazione (le *polluters*) del GC viene trattenuto nella buca di potenziale dell'ammasso, formando una nuova generazione di stelle chimicamente distinte dalle precedenti.

Capitolo 2

La galassia nana del Sagittario ed M54

La Galassia Nana del Sagittario è una Galassia Sferoidale Nana appartenente al Gruppo Locale (Ibata et al. (1994)). È posta ad una distanza di $d_{Sgr} = 26.3 \pm 1.8 \text{ kpc}$ dal Sole (Monaco et al. (2004)) e ad una distanza di $d_{SgrA^*} \approx 18.7 \text{ kpc}$. Il Sgr ha una velocità di $142.9 \pm 0.5 \text{ km/s}$ rispetto al SDR eliocentrico medio (Minelli et al. (2022)) ed una luminosità di $L_{Sgr} \approx 2 - 5 \cdot 10^7 L_{\odot}$. Questa galassia è priva di gas e al sua popolazione stellare ha una età media di $6 - 8 \text{ Gyr}$ (Bellazzini et al. (2008)).

2.1 La Galassia del Sagittario nella Milky Way

Il Sagittario è una galassia satellite della MW ed è il caso più emblematico di processo di distruzione mareale attualmente in corso da parte della MW. Ad oggi, infatti, è possibile osservare ciò che rimane della Galassia del Sagittario (il main body) seguito da una coda di gas e stelle che rappresenta il materiale perso dalla galassia durante i ripetuti passaggi all'interno della MW (figura 2.1). Questa coda di gas e stelle viene chiamata Sagittarius Stream e rappresenta una delle migliori prove dell'incontro mareale in corso tra Sgr dSph e la MW.

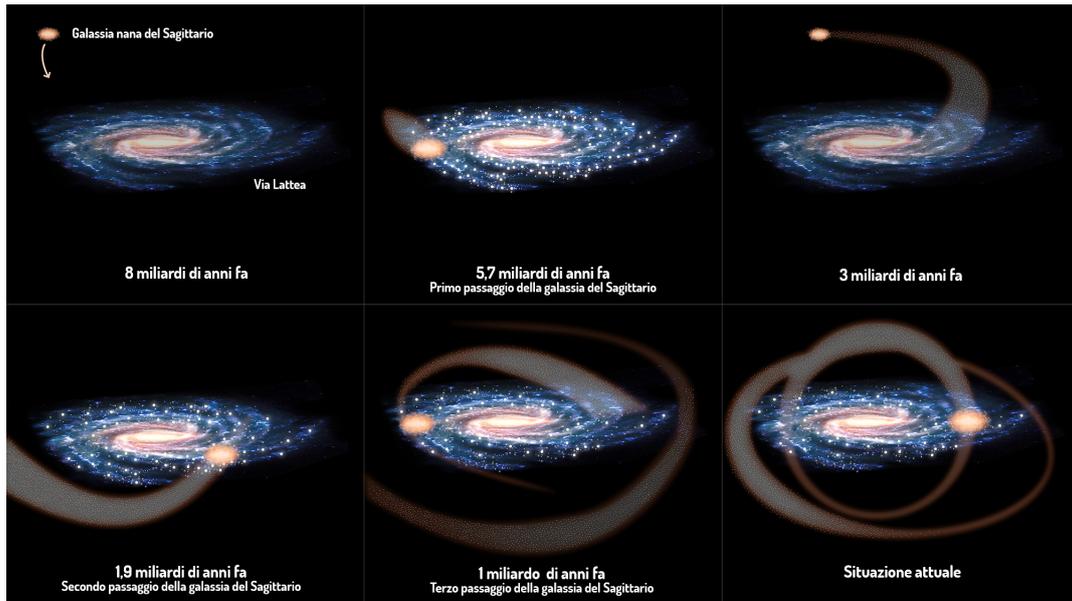


Figura 2.1: Rappresentazione artistica dell'evoluzione temporale del moto di Sgr attorno alla MW e dei relativi passaggi attraverso il disco Galattico.

La distruzione di Sgr ha contribuito alla creazione dell'alone della MW in termini di Dark Matter, stelle ed ammassi globulari (Majewski et al. (2003)).

L'interazione con la Milky Way sembra aver lasciato la propria impronta nella struttura, cinematica e nella storia di formazione stellare (SFH) del disco della MW (Laporte et al. (2019); Ruiz-Lara et al. (2020)). Utilizzando delle simulazioni N-body, basate sulle caratteristiche del Sgr come la sua posizione odierna e quella del suo Stream, è stato possibile ricostruire gli effetti dinamici sul disco della MW causati dai multipli passaggi fatti dal Sgr (Laporte et al. (2019)). È interessante evidenziare come i tre passaggi stimati di Sgr avrebbero prodotto due tipi di effetti:

- effetto di perturbazione del disco galattico e rimescolamento di stelle di composizione chimica differente (figura 2.2);
- effetto di produzione di un burst di formazione stellare sulla MW.

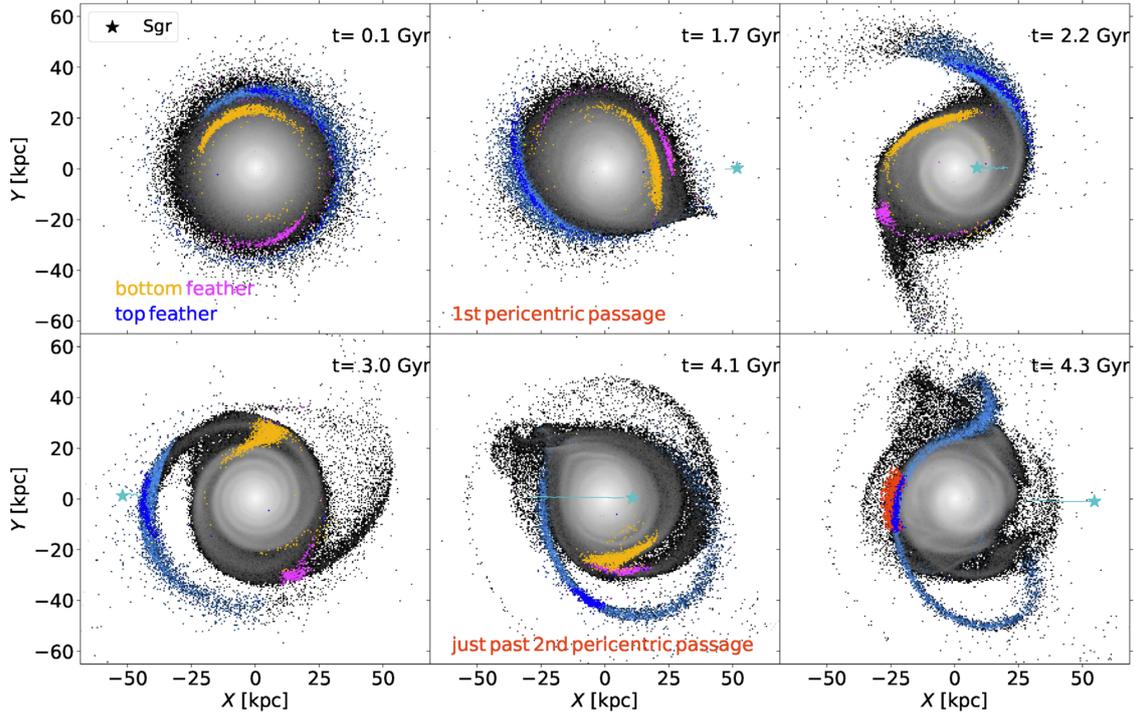


Figura 2.2: Evoluzione della posizione delle stelle nel disco galattico al passaggio di Sgr dSph. I colori delle stelle ne identificano la metallicità, e si nota come stelle di diversa metallicità che inizialmente vivevano in luoghi separati del disco sono mescolate a causa dei moti turbolenti innescati dal passaggio di Sgr (figura di Laporte et al. (2019)).

I risultati sulla dinamica del sistema ottenuti dalle simulazioni presentano similitudini con le perturbazioni osservate nel disco della MW, e stimano un totale di tre incontri avvenuti tra Sgr dSph e la MW: dall'inizio della simulazione, i tre incontri avvengono dopo 1.7Gyr, 4.0Gyr e 5.0Gyr (figura 2.3).

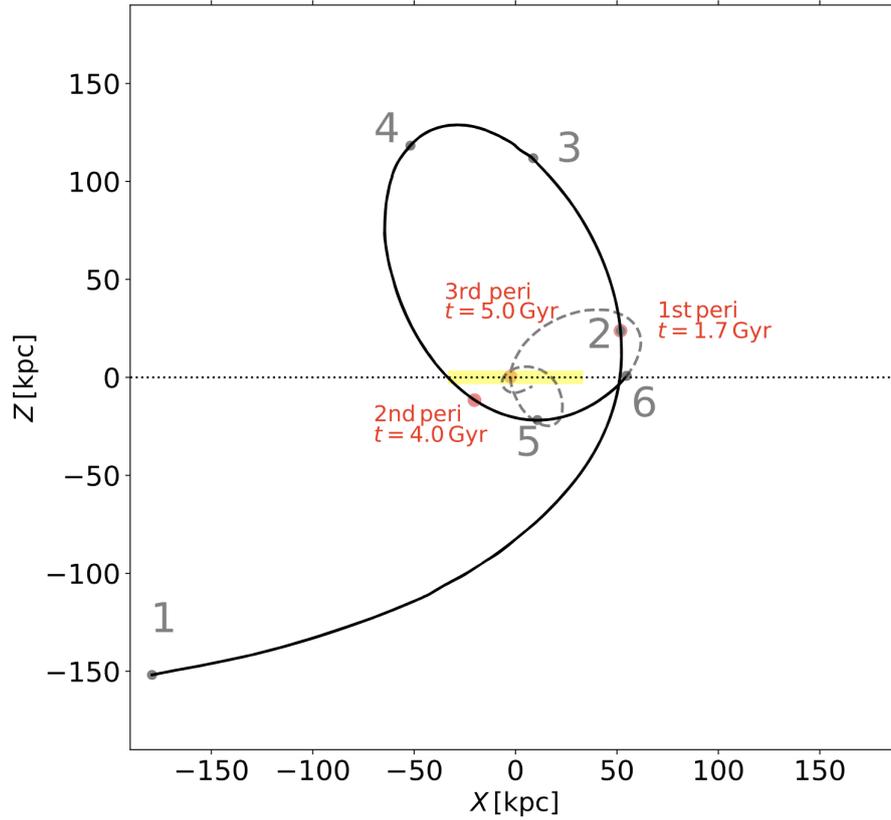


Figura 2.3: Ricostruzione dell'orbita seguita da Sgr ed il timing dei relativi incontri nelle simulazioni di Laporte et al. (2019).

Questi risultati combaciano in modo sorprendente con le stime temporali dei tre burst di formazione stellare avvenuti sul disco galattico. Utilizzando, infatti, i CMD ottenuti con la fotometria della seconda release della missione GAIA, è possibile identificare tre violenti episodi di SFR avvenuti circa 5.7, 1.9 ed 1.0 Gyr fa (Ruiz-Lara et al. (2020), figura 2.4). Come detto in precedenza, questi risultati corrispondono con le simulazioni orbitali, le osservazioni delle perturbazioni del disco galattico ed il contenuto stellare del Sgr, dimostrando come i "galaxy major mergers" siano uno dei fattori principali che innescano la formazione stellare nelle galassie. Inoltre, questi risultati sono in accordo anche con i principali modelli Cosmologici che identificano nei major galactic mergers i principali autori nella formazione delle galassie per Merging gerarchico.

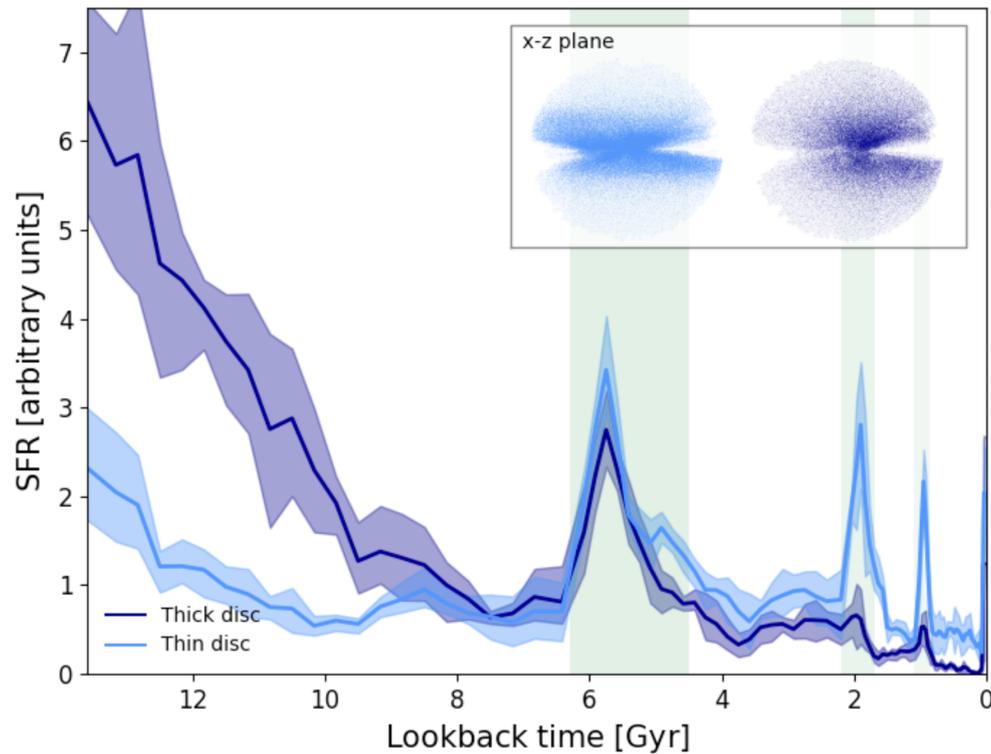


Figura 2.4: Star Formation Rate della bolla di raggio 2kpc attorno al Sole (Ruiz-Lara et al. (2020)); Si evidenziano i tre picchi di SFR probabilmente causati dal passaggio di Sgr dSph dal disco Galattico.

Infine, evidenziando come nei dintorni del Sole si possa stimare uno SFR avvenuto circa 5.7Gyr fa (Ruiz-Lara et al. (2020)) e sottolineando l'età del Sole di 5Gyr, si può ipotizzare che la nascita della nostra Stella possa ricondursi al passaggio della Galassia Nana del Sagittario nel disco Galattico.

2.2 M54

Posto esattamente al centro della Galassia Nana del Sagittario risiede l'Ammasso Globulare metal-poor M54. L'RGB di M54 appare significativamente più blu di quello principale di Sgr, indicando una forte differenza di metallicità (discussa in Sezione 2.3). Questa caratteristica permette di operare una selezione pulita delle sole stelle di M54 e di quelle di Sgr e, con questo tipo di selezione, è stato dimostrato come le stesse stelle metal-rich di Sgr formino un proprio nucleo (una sovra-densità) nel centro geometrico (Majewski et al. (2003)). Questo nucleo, denominato Sgr,N, si sovrappone spazialmente in modo perfetto ad M54 ed è proprio la sua scoperta che ha confutato la possibilità che M54 sia il vecchio nucleo di Sgr, poiché le sue caratteristiche sono comparabili a quelle dei nuclei delle altre Galassie Nane Sferoidali.

In questo lavoro si dimostra come le stelle di Sgr e quelle di M54 coincidano in velocità radiale (si veda Sezione 6.4.2), come trovato in tutti i lavori precedenti. Questo conferma ulteriormente la tesi per la quale i due oggetti siano fisicamente correlati e non solo spazialmente sovrapposti.

Per spiegare la perfetta coincidenza spaziale tra Sgr,N ed M54 sono stati ipotizzati due scenari (Monaco et al. (2005)):

1. il nucleo di Sgr si è formato *in situ* ed M54 è caduto al centro per frizione dinamica;
2. M54 è nato esattamente al centro di Sgr e la sua presenza avrebbe portato alla nascita di una sovra-densità nelle stelle del Sgr.

Tuttavia, nonostante la singolare coincidenza spaziale tra M54 e Sgr,N, i due sistemi hanno caratteristiche dinamiche profondamente differenti.

2.2.1 Dinamica interna ad M54 e Sgr,N

La principale caratteristica da studiare dei due sistemi è il profilo di dispersione di velocità radiale. Se la seconda delle due ipotesi proposte precedentemente fosse quella corretta, il profilo di dispersione di velocità dei due oggetti dovrebbe essere lo stesso.

Dividendo in regioni concentriche la regione osservata di M54 e di Sgr,N e studiando la dispersione di velocità radiale delle stelle in ogni bin radiale se ne può derivare il profilo. M54 mostra un profilo di dispersione il cui valore al centro è di $\sigma = 14.2\text{km/s}$, per poi calare raggiungendo un minimo di $\sigma = 5.0\text{km/s}$ ad $r = 3.5'$ ed infine risalire leggermente ad un $\sigma = 9.0\text{km/s}$ a $r = 7'$ (figura 2.5).

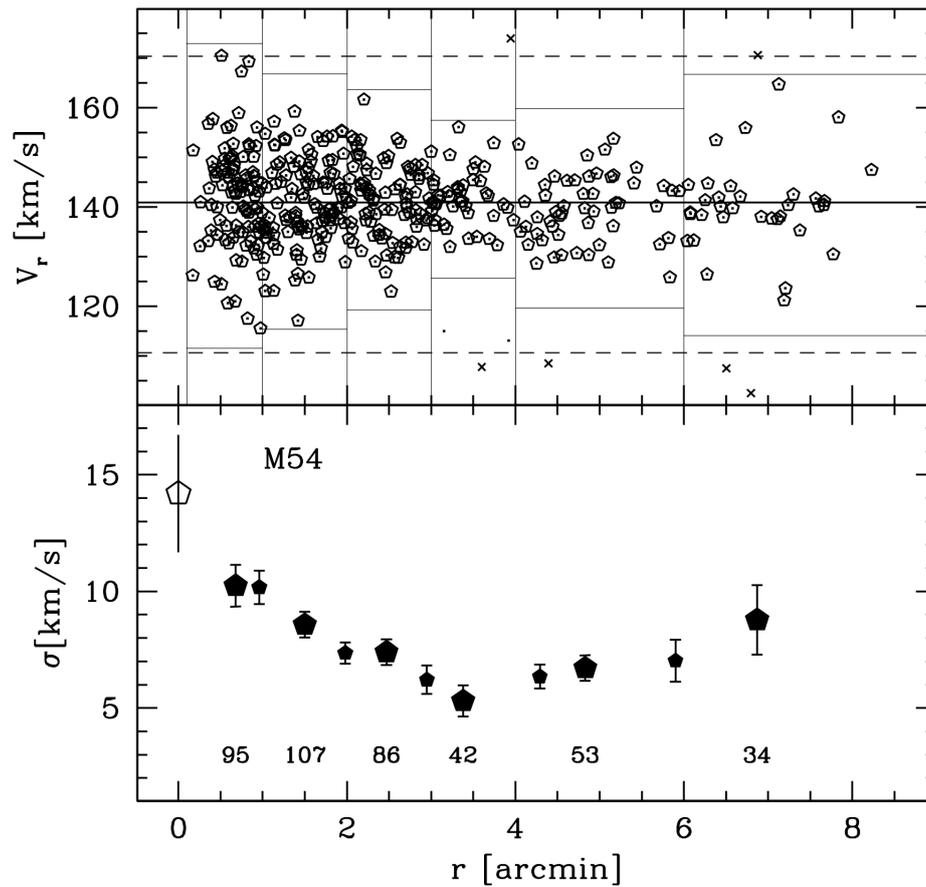


Figura 2.5: Distribuzione della velocità radiale delle stelle campionate di M54 (in alto) e profilo di dispersione ricavato (in basso); figura di Bellazzini et al. (2008).

Di contro, Sgr,N ha un profilo piatto costante da $r = 0$ ad $r = 7'$ ad un valore di $\sigma = 9.6$ km/s (figura 2.6).

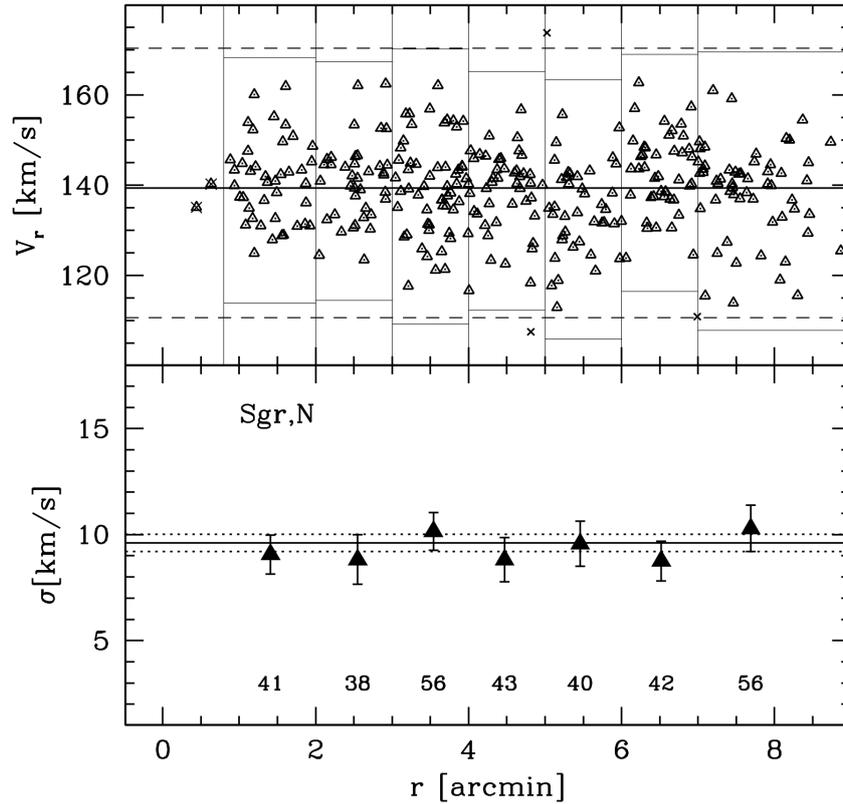


Figura 2.6: Distribuzione della velocità radiale delle stelle campionate di Sgr,N (in alto) e profilo di dispersione ricavato (in basso) (figura di Bellazzini et al. (2008)).

Il confronto diretto tra i profili di dispersione di velocità mostra chiaramente come i due oggetti abbiano proprietà cinematiche differenti (figura 2.7), guidate da un diverso equilibrio gravitazionale (Bellazzini et al. (2008)). Il profilo di M54 segue

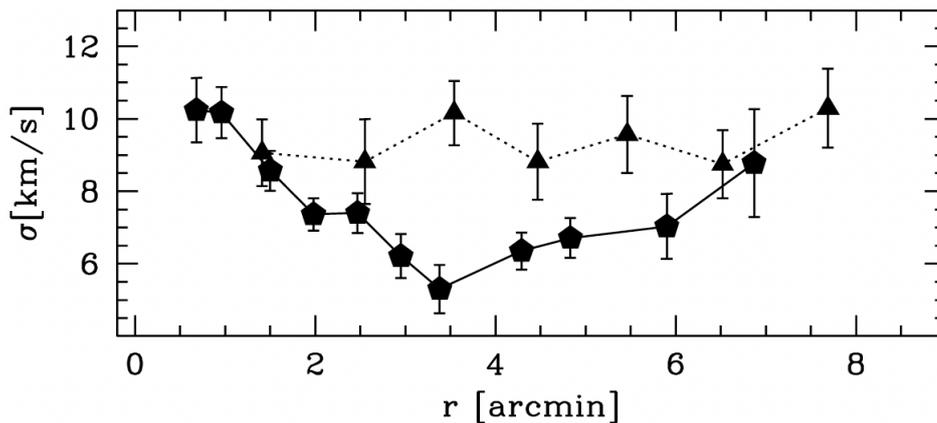


Figura 2.7: Confronto diretto tra il profilo di dispersione di velocità di M54 (pentagoni pieni) e quello di Sgr (triangoli pieni).

un classico profilo di King parametrizzabile analiticamente ed indica come questo sia un sistema definito "mass-follow-light", in cui la luminosità osservata rispecchia la massa contenuta nel sistema (Gilmore et al. (2007)).

Totalmente differente è il profilo del Nucleo del Sagittario, che si presenta piatto ed indica come la distribuzione di massa non segua quella di luminosità osservata. Questa caratteristica di Sgr,N la si può estrapolare anche nelle zone più esterne, nel main body del Sgr, che risulta dunque anch'esso possedere un profilo di dispersione di velocità tendenzialmente piatto che non può essere descritto con un modello di King. Secondo Bellazzini et al. (2008), questo risultato suggerisce come la cinematica interna di Sgr segua un potenziale gravitazionale generato da una massa non visibile, probabilmente un alone di Dark Matter (DM) con un profilo di densità del tipo Navarro-Frank-White (NFW). La presenza di una cuspidè nel profilo di densità della DM potrebbe essere l'ingrediente principale nella spiegazione della perfetta coincidenza spaziale tra M54 e Sgr,N.

La risalita del profilo di dispersione di M54 nella zona più esterna, ad un valore comparabile a quello di Sgr, sarebbe causata dalla probabile contaminazione del sistema da Sgr stessa, rispecchiandone dunque la cinematica.

Utilizzando le simulazioni N-body è stata dimostrata la validità dell'ipotesi secondo la quale M54 sia stato portato al centro di Sgr dalla dynamical friction (Bellazzini et al. (2008)).

Inserendo infatti un oggetto di massa $M = 10^6 M_{\odot}$ (che rappresenterebbe M54) all'interno di un alone di DM, le simulazioni mostrano che per un ampio range di condizioni iniziali (compreso differenti profili di densità di DM) M54 scivolerebbe al centro per frizione dinamica in un tempo scala di 3Gyr. Alla fine di ogni simulazione, inoltre, M54 si troverebbe nella posizione osservata oggi, supportando la prima ipotesi proposta (Monaco et al. (2005)).

2.3 Composizione chimica di Sagittario ed M54

La Galassia Nana del Sagittario ha una composizione chimica per molti aspetti differente da quella della MW. Nella sua regione più centrale, tuttavia, risiede l'ammasso globulare metal-poor M54, come trattato nella sezione precedente (sezione 2.2). La presenza di questo ammasso domina la distribuzione di $[Fe/H]$ nella regione centrale (figura 2.8), rendendo difficile ricostruire la sola distribuzione di $[Fe/H]$ di Sagittario, specialmente per metallicità di $[Fe/H] < -1$.

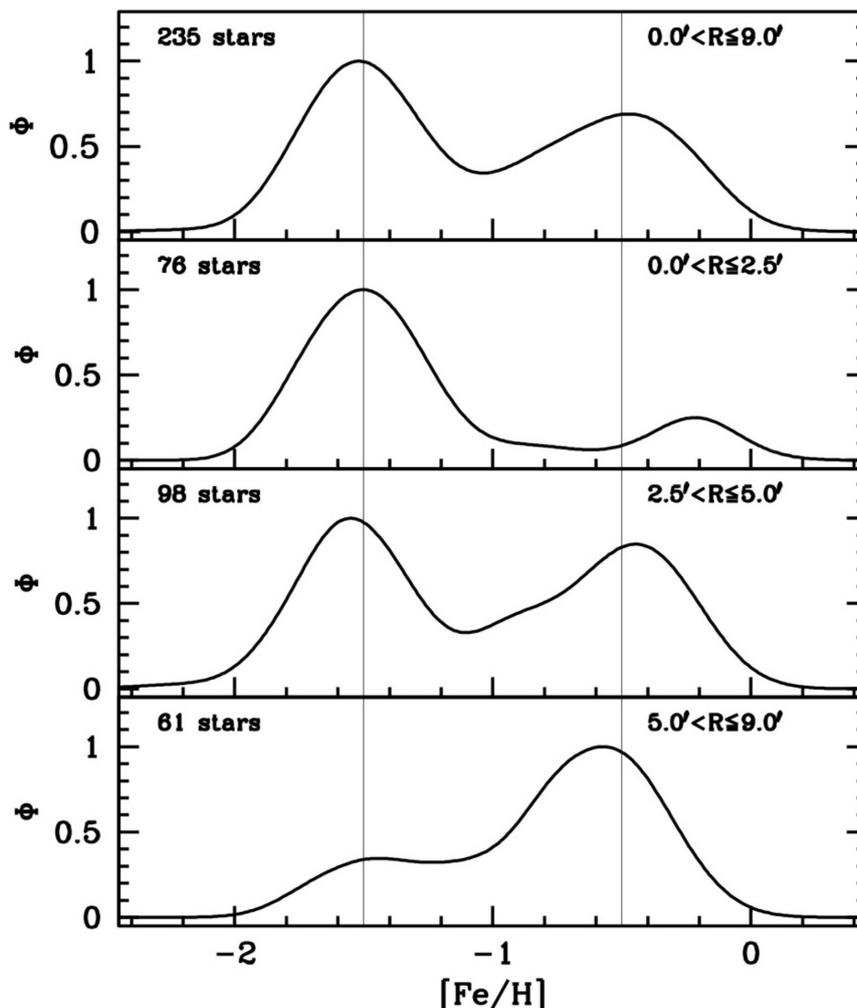


Figura 2.8: Distribuzione di metallicità di un campione di stelle suddiviso in anelli radiali concentrici con il centro di Sgr ed M54 (Mucciarelli et al. (2017)).

Dato che prima della GAIA EDR3 non era possibile distinguere le stelle di Sagittario fuori dalla sua zona centrale, i lavori precedenti hanno studiato solo la sua zona più interna. Inoltre, a causa della contaminazione da parte di M54 ($[Fe/H] < -1$), i lavori precedenti hanno inevitabilmente concentrato il loro studio sulla componente più metal-rich di Sagittario.

Nelle stelle più metal-rich generalmente sono trovate abbondanze sotto solari di elementi α ed, in particolare, valori di $[\alpha/Fe]$ decrescenti con l'aumentare della

metallicità, come si può vedere in figura 2.9. Tali rapporti di abbondanza risultano più bassi di quelli misurati nelle stelle di MW della stessa metallicità.

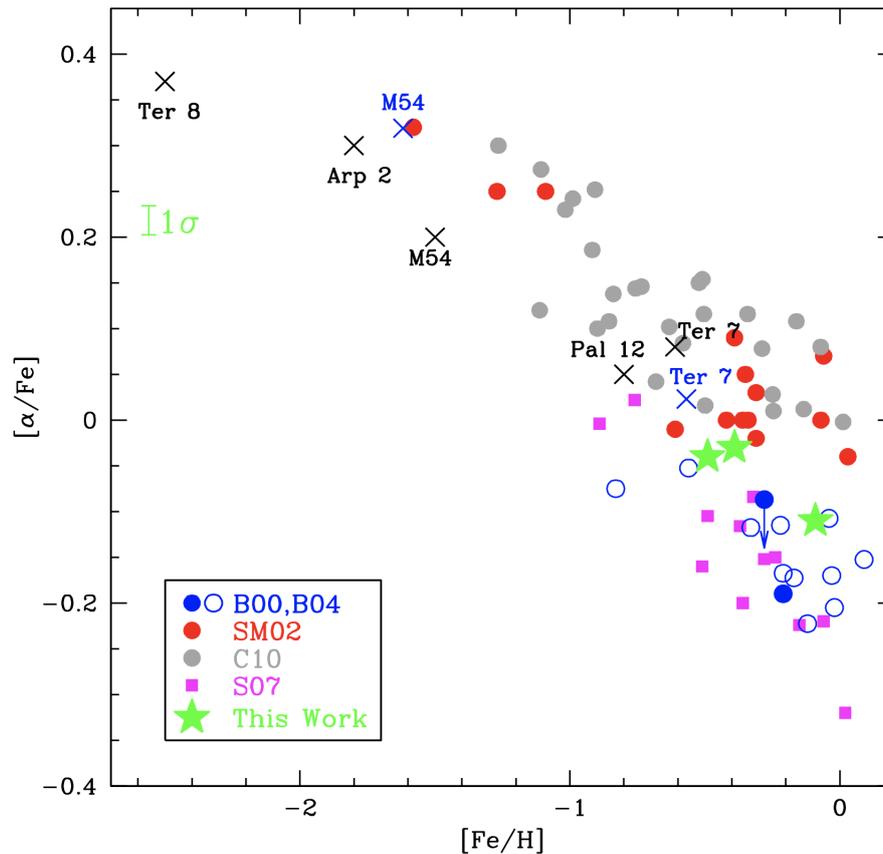


Figura 2.9: Abbondanza media degli elementi α nelle stelle di Sagittario studiate in McWilliam et al. (2013).

Minelli et al. (2021) analizza un campione di 14 stelle di Sgr con $[Fe/H] > -1$ confrontandole con le abbondanze di stelle di LMC e della MW di simile metallicità. Per tutti i rapporti di abbondanza misurati risulta come Sgr mostri una composizione chimica molto diversa dalla MW. In particolare, tutti gli elementi prodotti da stelle massive risultano più bassi in Sgr, indicando un minore contributo da parte di queste stelle all'arricchimento chimico. Inoltre, Sgr e LMC mostrano abbondanze chimiche estremamente simili, indicando una simile storia di arricchimento chimico. Questo sembra suggerire che il progenitore di Sgr dovesse avere una massa paragonabile a quella di LMC ($10^9 M_{\odot}$).

All'interno delle stelle metal-rich di Sagittario viene anche riscontrato un trend piuttosto costante di $[Eu/Fe]$ all'aumentare della metallicità ed un suo valore medio simile a quello galattico, come si osserva in figura 2.10.

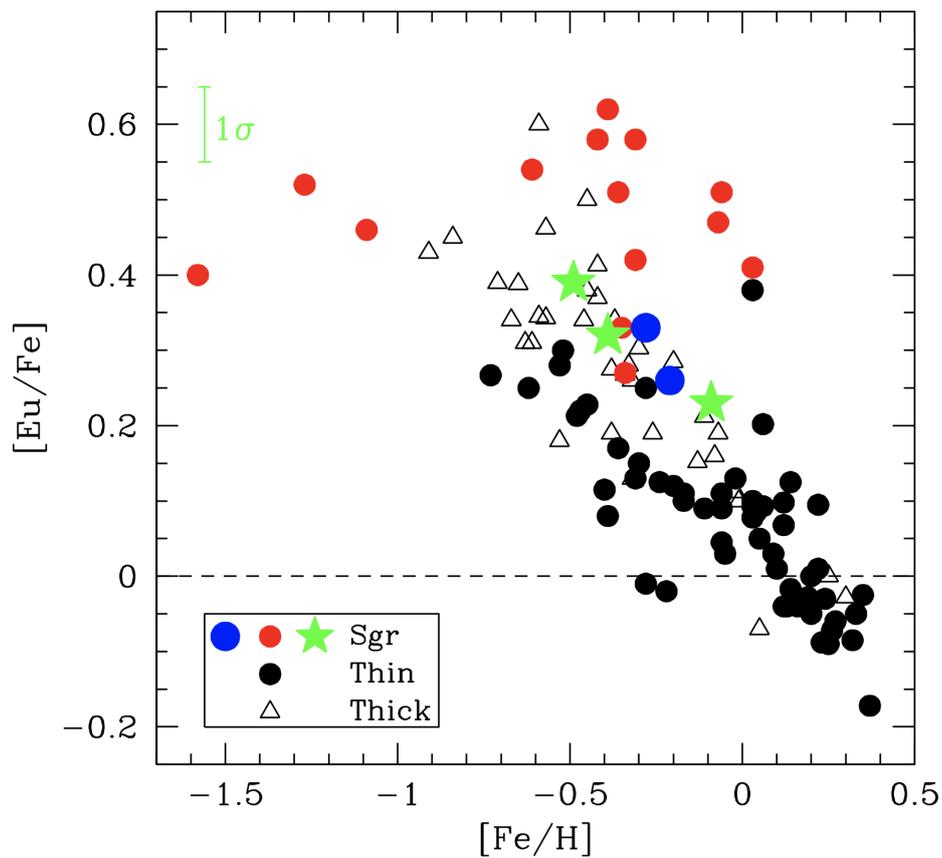


Figura 2.10: Abbondanza di $[Eu/Fe]$ nelle tre stelle metal-rich studiate in McWilliam et al. (2013).

Il primo lavoro in grado di ricostruire la funzione di distribuzione di metallicità di Sagittario senza la contaminazione da parte di M54 è quello di Minelli et al. (2022). In questo lavoro sono utilizzati i moti propri di GAIA per selezionare un campione di 450 stelle nel main body di Sgr ma fuori dal raggio mareale di M54. La popolazione stellare che compone il core di Sgr ha una picco di metallicità a $[Fe/H] = -0.5$, con una debole ma estesa coda di stelle meno metalliche che raggiungono valore di $[Fe/H] \leq -2.0$, come si può osservare in figura 2.11 (Minelli et al. (2022); Bellazzini et al. (2008); Hasselquist et al. (2017); Hayes et al. (2020); Hasselquist et al. (2021)).

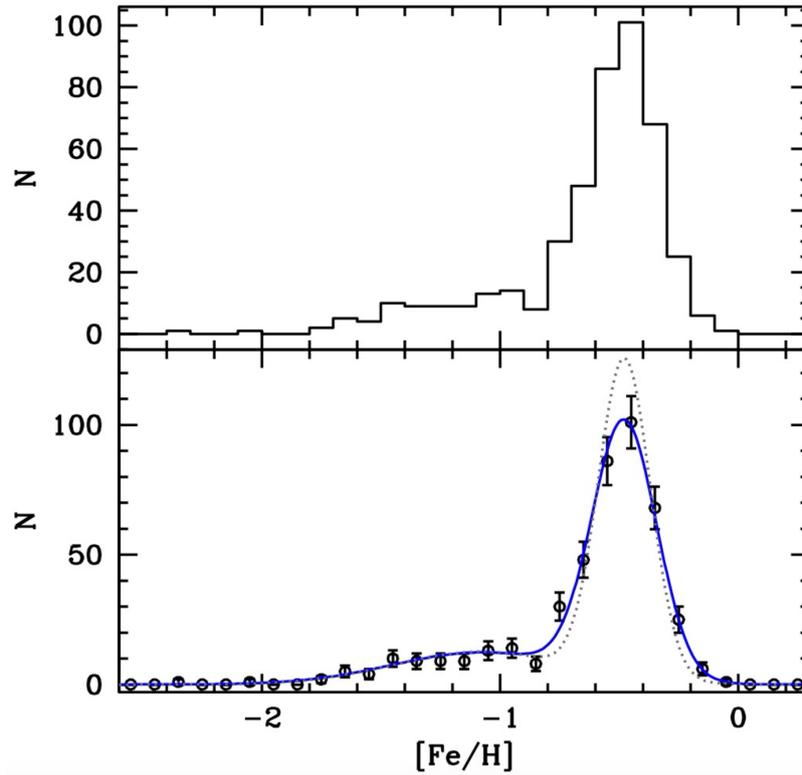


Figura 2.11: Distribuzione della metallicità di 450 stelle appartenenti al main body del Sgr (Minelli et al. (2022)).

Differentemente dal nucleo, lo Stream di Sgr è composto principalmente da stelle metal-poor, suggerendo che la popolazione più vecchia del Sagittario risiedesse nelle zone più esterne della galassia¹ e che quindi sia stata strappata dallo scontro mareale con la MW (Minelli et al. (2022), Chou et al. (2007); Law and Majewski (2010); Gibbons et al. (2017); Hayes et al. (2020); Johnson et al. (2020)).

Un'ulteriore caratteristica rilevante della Galassia Nana del Sagittario è la distribuzione radiale della metallicità media delle stelle nella regione nucleare. Dividendo le stelle di Sgr con $[Fe/H] > -1.0$ in anelli concentrici si osserva un gradiente di metallicità statisticamente significativo (Mucciarelli et al. (2017), figura 2.12). Non è chiaro, tuttavia, se questo gradiente osservato nelle stelle che compongono la zona interna del Sgr sia legato al gradiente osservato, sulla scala del kpc, nello Stream.

¹Le regioni esterne di Sgr sono prevedibilmente povere in metalli rispetto alle regioni nucleari poiché, nelle zone esterne, la buca di potenziale è più debole e non riesce a tenere il materiale espulso dalle supernove.

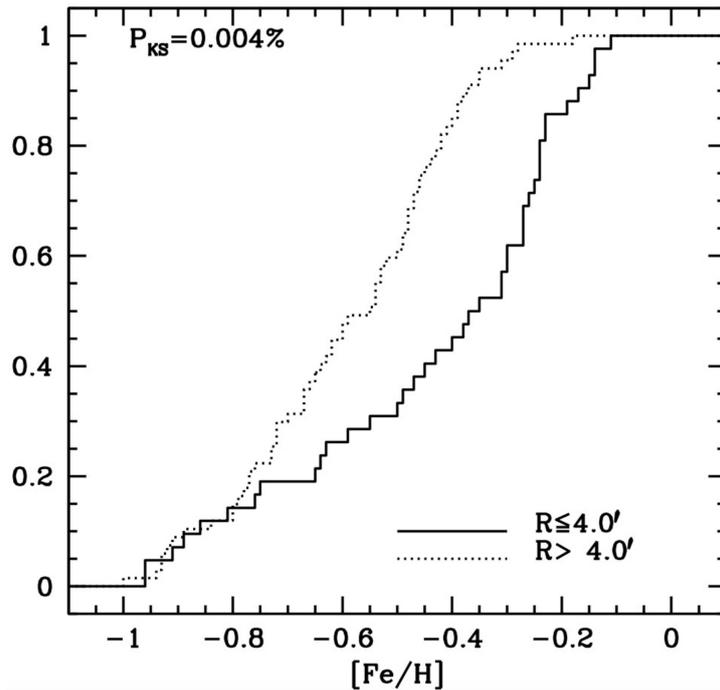


Figura 2.12: Funzione cumulativa di distribuzione della metallicità in due diversi range radiali. La probabilità che le due distribuzioni siano estratte dalla stessa popolazione è $P_{KS} = 0.004\%$, come riportato in figura Mucciarelli et al. (2017).

Le abbondanze degli elementi α nelle stelle del Sagittario forniscono delle informazioni utili alla ricostruzione della sua storia passata. Un risultato comune a molti autori è che gli elementi α delle stelle con $[Fe/H] > -1.0$ appartenenti al Sgr hanno valori inferiori rispetto a quelli della MW, e questa differenza sembra aumentare con l'aumento della metallicità. Questo risultato indica un contributo all'arricchimento chimico dal rapporto SNII/SNIa diverso da quello della MW. Secondo Hasselquist et al. (2017), questo sarebbe un forte indizio per caratterizzare la Initial Mass Function (IMF) del Sagittario come una Top-Light IMF. Per Top-Light IMF si intende una IMF con un numero di stelle massicce inferiore a quello previsto dalla classica IMF di Salpeter², dando luogo quindi ad un ambiente carente di SN TypeII e, quindi, carente di elementi α . Di contro, Mucciarelli et al. (2017) spiega come questo pattern chimico non sia assimilabile ad una Top-Light IMF, bensì al fenomeno di gas-stripping subito dal Sgr a partire da 7.5Gyr fa causa interazione con la MW.

Altre peculiarità chimiche riscontrate nelle stelle metal-rich del Sagittario sono, ad esempio, il basso valore di Titanio e degli elementi light odd-Z, come Sodio Alluminio Scandio e Vanadio, come evidenziato in figura 2.13.

²La funzione di massa iniziale di Salpeter è definita come:

$$\phi(M) = k \cdot M^{-s} ; s = 2.35$$

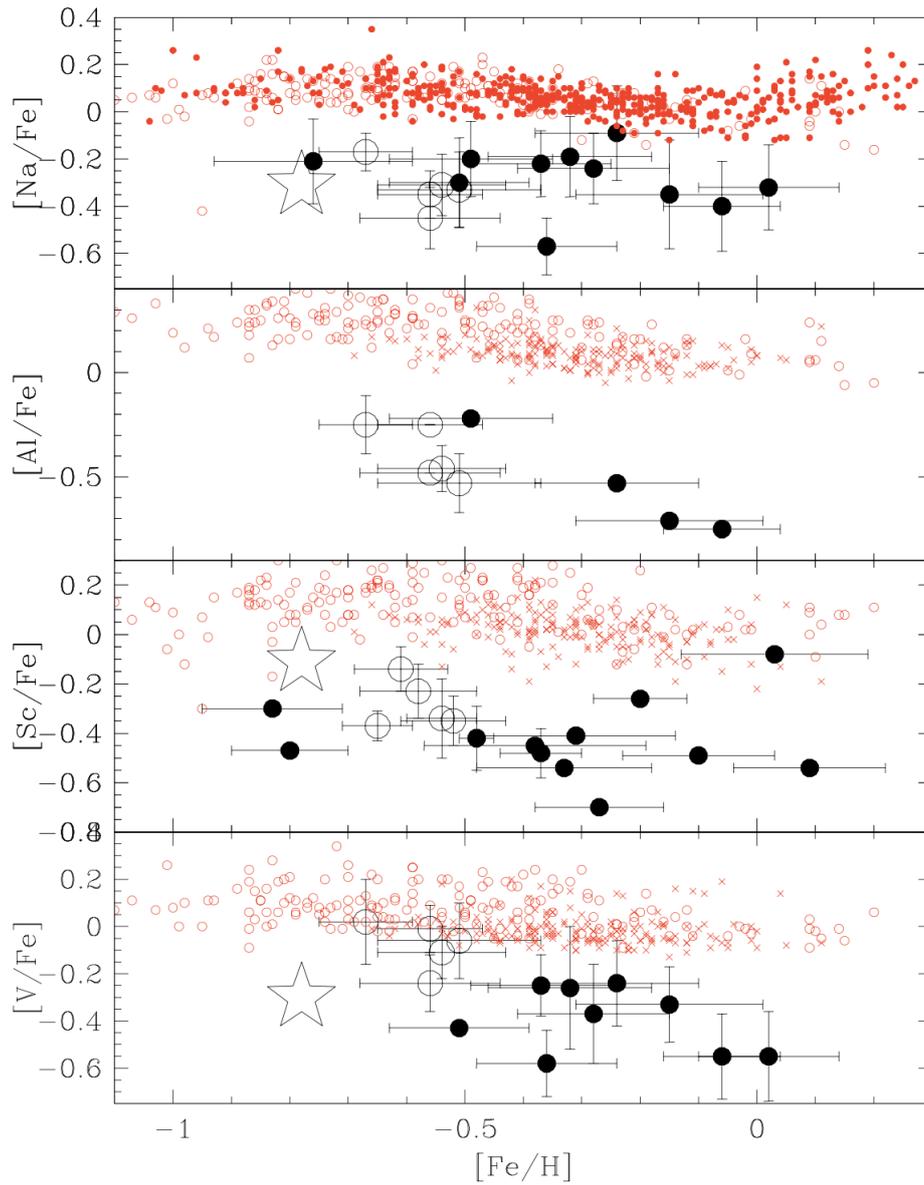


Figura 2.13: Abbondanza di Sodio, Alluminio Scandio e Vanadio in Sagittario (cerchi neri pieni) contro i valori galattici (cerchi rossi) Sbordone et al. (2007).

Altre anomalie chimiche del main body di Sagittario metal-rich sono riscontrate sia negli elementi del picco del ferro, costantemente sotto al valore medio galattico, sia nelle abbondanze sovra-solari del Bario nel range di $-1 < [Fe/H] < 0$, come evidenziato in figura 2.14

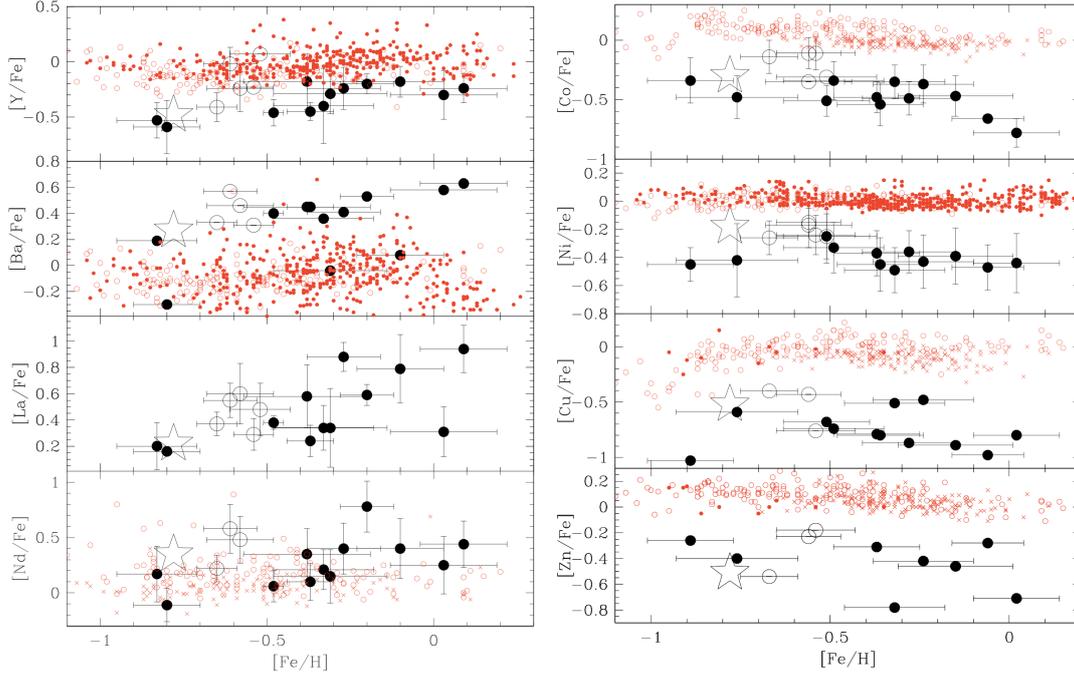


Figura 2.14: Abbondanza di degli elementi formati dalle stelle in AGB (figura a sinistra) e degli elementi del picco del Ferro (figura a destra) in Sagittario (cerchi neri pieni) contro i valori galattici (cerchi rossi) studiati da Sbordone et al. (2007).

Contrariamente alla componente metal-rich, non si conoscono abbondanze dettagliate delle stelle metal-poor del Sagittario. In questo senso, questo lavoro apre una nuova frontiera nello studio dell'abbondanza degli elementi nella popolazione più metal-poor di Sagittario.

Mucciarelli et al. (2017) utilizza modelli di evoluzione chimica per spiegare i pattern chimici di Sgr, stimando che la maggior parte delle stelle che la componevano si sono formate da 14Gyr a 7Gyr fa. Successivamente viene assunto che il progenitore della attuale Galassia del Sagittario inizi a perdere una grande frazione del proprio gas a causa di interazioni con la MW, fino al blocco completo dello SFR avvenuto circa 6Gyr fa.

Minelli (2022) confronta la composizione chimica della componente metal-rich di Sgr con quella della Piccola Nube di Magellano (LMC), di simile $[Fe/H]$, trovando che le due galassie condividono gli stessi pattern chimici. Questo supporta che il progenitore di Sgr dovesse essere una galassia massiva come LMC, cioè di $M_{progenitor} \approx 2 \cdot 10^9 M_{\odot}$.

È rilevante evidenziare come ogni modello di evoluzione chimica utilizzato sovrastimi il numero di stelle metal-poor nell'attuale Sgr, fornendo un ulteriore prova a sostegno dell'ipotesi per la quale la maggior parte delle stelle metal-poor del Sagittario odierno siano state rimosse dai processi di distruzione mareale con la MW.

M54 ed il Sagittario sono due oggetti differenti. M54 è un oggetto appartenente al cuore di Sagittario e, di conseguenza, è probabile che sia insensibile ai processi di distruzione mareale che invece affliggono pesantemente Sgr. Per questo non può essere escluso che la spiegazione della diversa natura dinamica di M54 e Sgr possa trovarsi anche in questo, anche se le ipotesi a supporto della frizione dinamica sono molteplici.

Capitolo 3

Teoria delle righe spettrali

La radiazione elettromagnetica può essere emessa o assorbita quando un atomo oppure una molecola si sposta da un livello energetico ad un altro. Se l'energia dell'atomo aumenta di un certo ΔE , la frequenza della radiazione assorbita è data dall'equazione

$$\Delta E = h\nu$$

in cui $h = 6.62 \cdot 10^{-34} \text{Js}$ è la costante di Planck. Le righe spettrali osservate negli spettri delle stelle nascono da questo processo e, lo studio della loro intensità e forma, permette di derivare sia l'abbondanza degli elementi sia informazioni sui parametri stellari.

La quantità che parametrizza l'intensità di una riga è la Larghezza Equivalente (Equivalent Width, EW), definita nella relazione 3.1:

$$EW = \int \frac{F_C - F(\lambda)}{F_C} d\lambda \quad (3.1)$$

La larghezza equivalente è la larghezza che avrebbe un rettangolo di profondità unitaria (rispetto al livello del continuo) tale da avere un'area totale uguale all'area della riga osservata (figura 3.1).

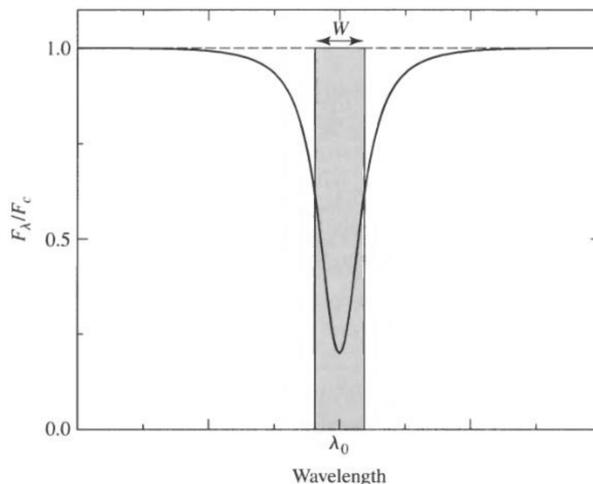


Figura 3.1: Definizione di Equivalent Width.

Le righe osservate negli spettri stellari si formano in seguito all'assorbimento da parte dell'atmosfera della radiazione proveniente dalle regioni interne della stella, e la loro forma è in prima approssimazione rappresentabile con la funzione Gaussiana. Nello specifico, non tutte le parti della riga si formano nella stessa zona dell'atmosfera: dividendo l'atmosfera della stella in strati sovrapposti, si può affermare che le ali della riga si formano negli strati più interni mentre la zona del core si forma in quelli esterni. Di conseguenza, parti differenti della riga sono sensibili ad effetti differenti.

La forma finale della riga, dunque, dipende dalla composizione chimica e dalle proprietà termodinamiche dell'atmosfera stellare.

3.1 Forma della riga

La forma della riga è figlia di un insieme di effetti che affliggono parti diverse della riga stessa. Fondamentalmente, esistono quattro principali effetti:

1. abbondanza dell'elemento;
2. allargamento intrinseco, dovuto al principio di indeterminazione di Heisenberg, che implica come ogni transizione non possa essere perfettamente monocromatica;
3. allargamento collisionale, dovuto alle collisioni tra gli atomi in atmosfera e, quindi, dipendente dalla pressione atmosferica della stella;
4. allargamento Doppler, causato dall'effetto Doppler derivante dal moto termico degli atomi in atmosfera.

Gli effetti di allargamento collisionale ed intrinseco producono un profilo di riga simile, chiamato profilo di smorzamento, descritto da una funzione Lorentziana (Damping profile). Di contro, l'allargamento Doppler produce un profilo differente, di forma gaussiana, chiamato appunto profilo Doppler. Se quest'ultimo agisce sul core della riga, il Damping affligge prevalentemente le ali: ne consegue un profilo finale

della riga, composto da un core Doppler e da ali Damping, chiamato profilo di Voigt (figura 3.2).

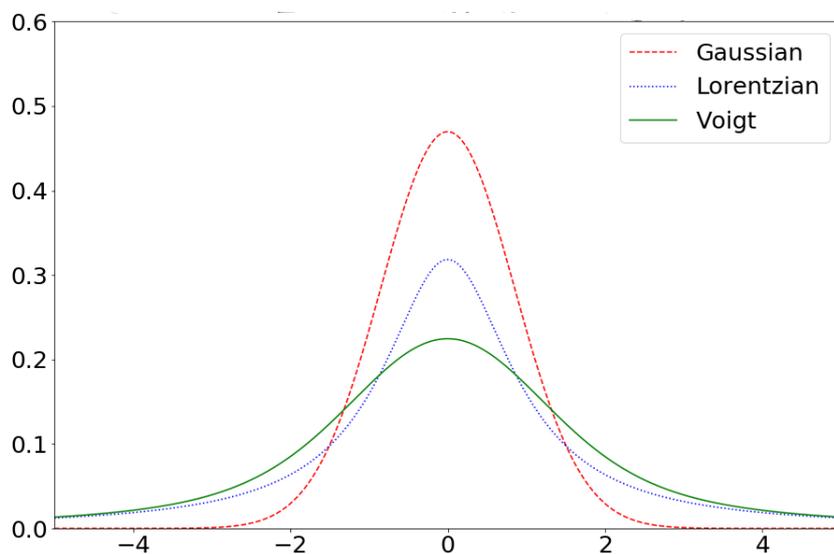


Figura 3.2: Profili della riga creati dall'allargamento Doppler (rosso), dalle collisioni (blu) e profilo totale della riga (verde).

Per righe dominate dall'allargamento Doppler, l'EW della riga è normalmente sensibile in modo lineare all'abbondanza chimica dell'elemento che la crea. Tuttavia, per abbondanze chimiche crescenti, le righe tendono a perdere la sensibilità lineare a favore di una dipendenza diversa. Lo strumento che definisce l'evoluzione della sensibilità (della EW) della riga all'abbondanza è la curva di crescita.

3.2 Curva di crescita

La curva di crescita ha una forma simile per ogni riga (figura 3.3) ed è possibile

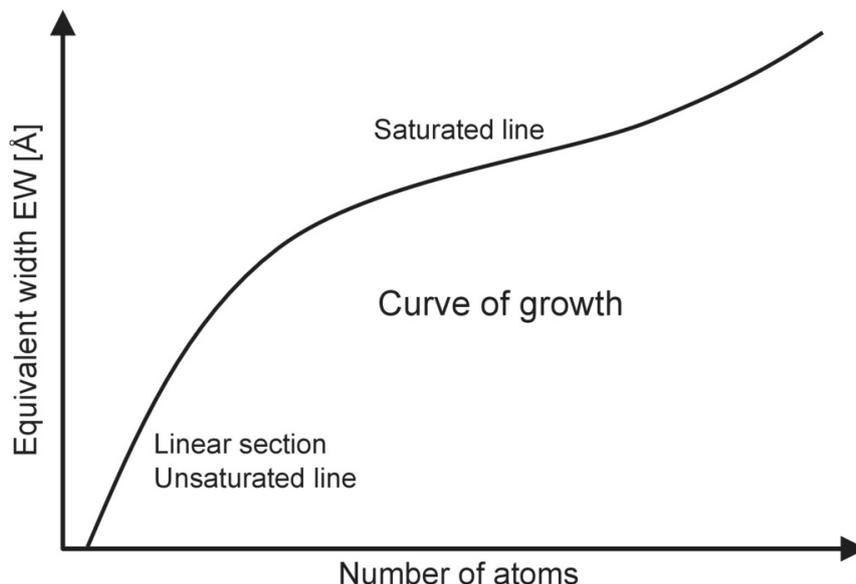


Figura 3.3: Curva di crescita

distinguervi tre regimi:

1. regime lineare, in cui la riga non è saturata, ha una forma gaussiana e si ha che $EW \propto N_a$ ¹;
2. regime piatto, in cui la riga è semi-satura e solo le ali hanno una trascurabile dipendenza dall'abbondanza (il core è saturo ed insensibile all'abbondanza); in questo regime si ha che $EW \propto \sqrt{\log N_a}$;
3. regime di smorzamento, in cui la riga è saturata ma le ali tornano ad essere fortemente sensibili all'abbondanza; in questo regime si ha che $EW \propto \sqrt{N_a}$.

Ogni riga ha una propria curva di crescita ed è molto importante identificarne la posizione all'interno. Infatti, se per lo studio dell'abbondanza si necessita l'utilizzo delle sole righe nel regime lineare, per derivare spettroscopicamente la microturbolenza sono utili le righe tra il regime lineare e quello piatto. Tutte le righe sopra dovrebbero essere evitate poiché la loro insensibilità all'abbondanza implicherebbe elevate incertezze nelle abbondanze derivate.

¹Per N_a si intende il numero di atomi della specie atomica a .

Capitolo 4

Dataset osservativo

Questo lavoro si basa sull'analisi di spettri ad alta risoluzione UVES-FLAMES@VLT e selezionati tramite le informazioni fornite dalla Early Data Release 3 (EDR3, Gaia et al. (2021)) della missione GAIA dell'ESA. I dati fotometrici forniti da Gaia sono stati utilizzati successivamente per calcolare i parametri stellari (capitolo 5).

4.1 Selezione del campione spettroscopico

Il campione spettroscopico analizzato in questo lavoro si compone di due dataset, entrambi ottenuti con lo spettrografo UVES-FLAMES del VLT (Pasquini et al. (2002)). Il primo è un campione di 24 stelle della Galassia Sferoidale Nana del Sagittario, tutte appartenenti all'RGB e selezionate fuori dal raggio mareale di M54 (si veda Sezione 4.4). Sono osservate nell'ambito del progetto ID:105.20AH.001 (PI: Bellazzini). Tale campione rappresenta, quindi, un campione di stelle di Sgr non contaminate da M54.

Ogni target è stato osservato tramite due esposizioni da $t_{exp} = 2775s$ ognuna, combinate al fine di ottenere un SNR tra circa 20 e 50.

Il secondo campione si compone di 14 stelle selezionate lungo l'RGB di M54. Sette di queste sono state osservate durante il programma ID:081.D-0286 (PI:Carretta), mentre le altre sette stelle sono osservate durante il programma ID:089.D-0341 (PI:Mucciarelli). Si tratta quindi di un campione dominato da stelle di M54, entro cui tuttavia può essere presente una frazione di stelle metal-poor di Sgr non distinguibili da quelle dell'Ammasso.

4.2 VLT

I dati spettroscopici delle trentotto stelle studiate sono ottenuti utilizzando lo strumento UVES-FLAMES (Pasquini et al. (2002)), dell'ESO, localizzato nel sito del Very Large Telescope UT2 sul monte Paranal (2635m s.l.m., Cile). Il VLT è un osservatorio dell'ESO composto da quattro telescopi di 8.2m (figura 4.1), ciascuno denominato come Unit Telescope (UT). A questo quattro sono affiancati altri quattro telescopi più piccoli, di 1.8m ciascuno, che possono essere utilizzati singolarmente oppure in combinazione interferometrica tra loro.



Figura 4.1: Foto dall'alto del sito del Very Large Telescope, monte Paranal, Cile.

La costruzione del sito è iniziata nei primi anni novanta e le prime osservazioni sono avvenute nel 1998.

UVES -FLAMES

FLAMES (acronimo di Fibre Large Array Multi Element Spectrograph) è uno spettrografo installato sul fuoco del telescopio Kueyen, all'interno del VLT UT2 (Dekker et al. (2000)). FLAMES si compone di più strumenti, tra cui UVES-FLAMES, utilizzato in questo lavoro.

UVES-FLAMES è uno spettrografo ad alta risoluzione a fibre ottiche composto da due plates, ciascuno dei quali composto da otto fibre ottiche connesse ai due RED ARM di UVES (a sua volta sensibili a due diverse regioni spettrali). Con un'apertura in cielo di 1.2arcsec , la radiazione da ogni fibra ottica è proiettata su 4 pixel di UVES garantendo un massimo potere risolutivo di 47,000. Ogni fibra è separata dalle altre da una distanza di circa 1.7 volte il proprio diametro. Le osservazioni di questo lavoro sono state eseguite con il setup Red Arm 580 che copra un intervallo da 4800 a 6800\AA , composto in due spettri distinti e separati da una piccola gap. Gli spettri sono stati pre-ridotti con il UVES-Fibre Data Reduction Software (Mulas et al. (2002)) che include sottrazione del bias, normalizzazione per il flat field, calibrazione in lunghezza d'onda, estrazione e merging dei singoli ordini.

4.3 Missione GAIA

I dati fotometrici utilizzati in questo lavoro derivano dalla missione spaziale GAIA dell'ESA, il cui scopo è quello di mappare la struttura tridimensionale della nostra Galassia, la Milky Way (MW), e ricostruirne la dinamica interna. Il satellite è stato lanciato nel Dicembre 2013 e fornisce una precisione astrometrica senza precedenti

per almeno un miliardo di stelle, circa l'1% delle totali appartenenti alla MW. La composizione del satellite GAIA (figura 4.2) è così suddivisa:

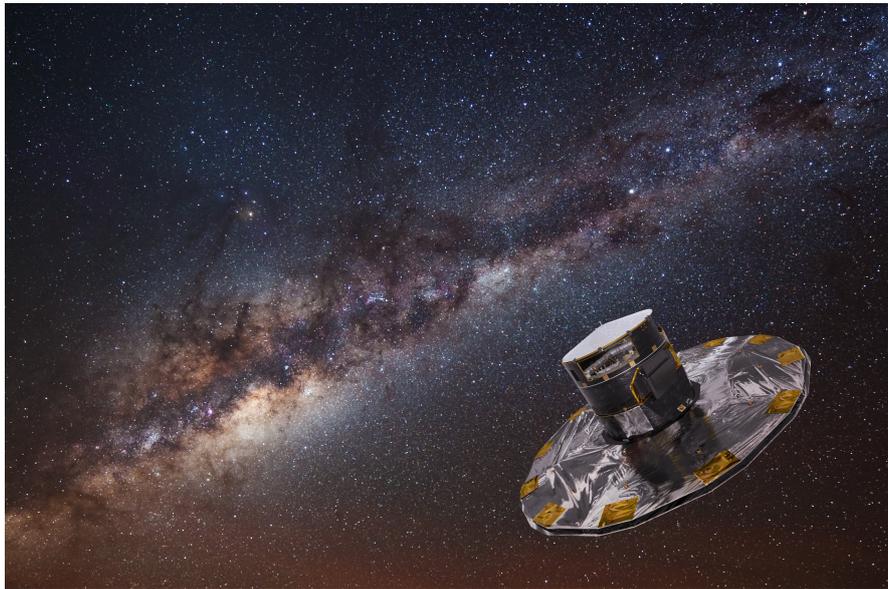


Figura 4.2: Rappresentazione artistica del satellite GAIA.

- modulo di stiva, contenente la strumentazione a bordo (astrometrica, fotometrica e spettroscopica);
- modulo di servizio, contenente gli organi di controllo dell'alimentazione del veicolo;
- scudo termico solare, da dispiegare opportunamente.

Il satellite orbita attorno al punto Lagrangiano L_2 , a circa 1.5 milioni di km dalla Terra, nella direzione in opposizione al sole e corotante con la Terra (figura 4.3). Uno dei principali vantaggi del punto L_2 è l'ininterrotta ombra proiettata dalla Terra su GAIA, che offre la possibilità di eseguire osservazioni senza la contaminazione della luce solare.

Dall'inizio della missione ci sono state quattro pubblicazioni di dati ottenuti (releases): la prima (DR1) avvenuta nel Settembre 2016, la seconda (DR2) nell'Aprile 2018, una prima parte della terza (EDR3), quella utilizzata in questo lavoro, avvenuta nel Dicembre 2020 ed infine l'intera terza release (DR3) nel Giugno 2022. In particolare, la GAIA Early Data Release 3 oltre a contenere informazioni astrometriche su più di un miliardo di sorgenti, include anche le magnitudini apparenti di circa un miliardo e mezzo di oggetti prese con tre filtri differenti (G, BP ed RP).

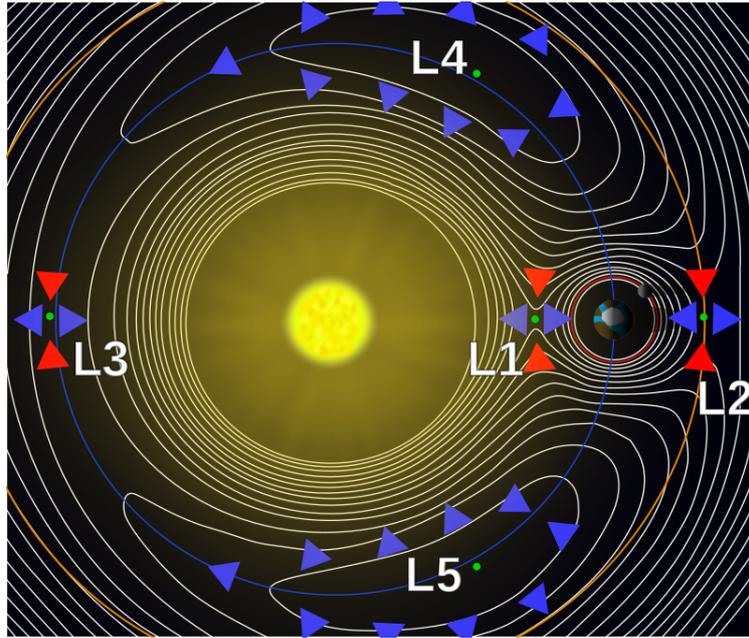


Figura 4.3: Rappresentazione dei cinque possibili punti Lagrangiani.

4.4 Selezione del campione del Sagittario

Le 24 stelle a disposizione appartenenti al campione del Sagittario sono state selezionate secondo i seguenti criteri:

1. stelle nel main body di Sgr ma fuori dal raggio mareale di M54: in questo modo è stato possibile evitare la contaminazione del campione con stelle metal-poor di M54; la regione scelta è compresa tra i 11.5 e 40arcsec rispetto al centro del sistema (figura 4.4);

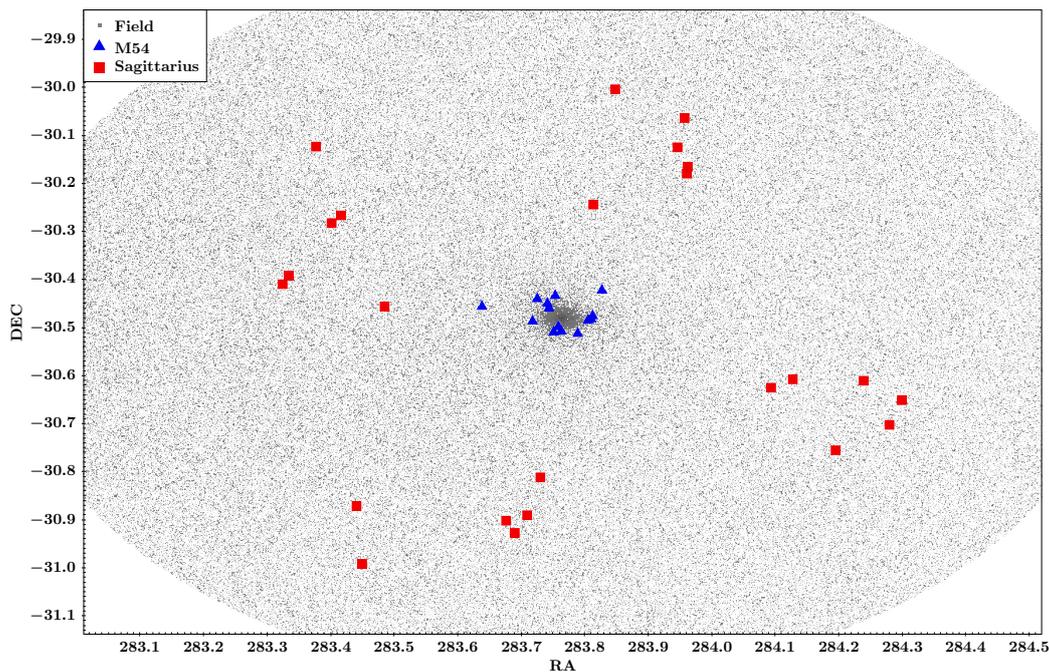


Figura 4.4: Posizione spaziale del campione di stelle selezionato del main body di Sagittario e delle stelle utilizzate di M54. I quadrati rossi rappresentano le stelle di Sgr, i triangoli blu rappresentano il campione di M54.

2. stelle con moto proprio entro 0.5 mas/yr dal moto proprio sistemico di Sgr (Collaboration et al. (2018)), ovvero circa entro $\pm 60 \text{ km/s}$ rispetto alla velocità sistema di Sgr;
3. stelle con distanza stimata da parallasse consistente con Sgr entro 3 volte l'errore associato;
4. stelle con magnitudine G nell'intervallo $14.5 < G < 16$, in modo da selezionare stelle meno brillanti del tip dell'RGB¹ ma che al contempo permettessero di ottenere un rapporto segnale rumore negli spettri $SNR > 20$ nel tempo di osservazione a disposizione;
5. stelle che non avessero entro $2'$ altre stelle di magnitudine comparabile o inferiore per evitare la contaminazione entro la fibra utilizzata.

Inoltre, dove possibile, si è favorita la selezione di stelle lungo l'RGB più blu di Sagittario e, solo per alcune fibre residue che non potevano essere posizionate su stelle di questa sequenza, si sono osservate stelle appartenenti agli RGB più rossi, ma evitando il braccio rosso principale di Sgr (ovvero la componente metal-rich e dominante di Sgr, già ampiamente studiata in letteratura). Le stelle del campione selezionato sono evidenziate in rosso nel Diagramma Colore-Magnitudine rappresentato in figura 4.5.

¹Il TIP delle giganti è la parte terminale della fase di RGB.

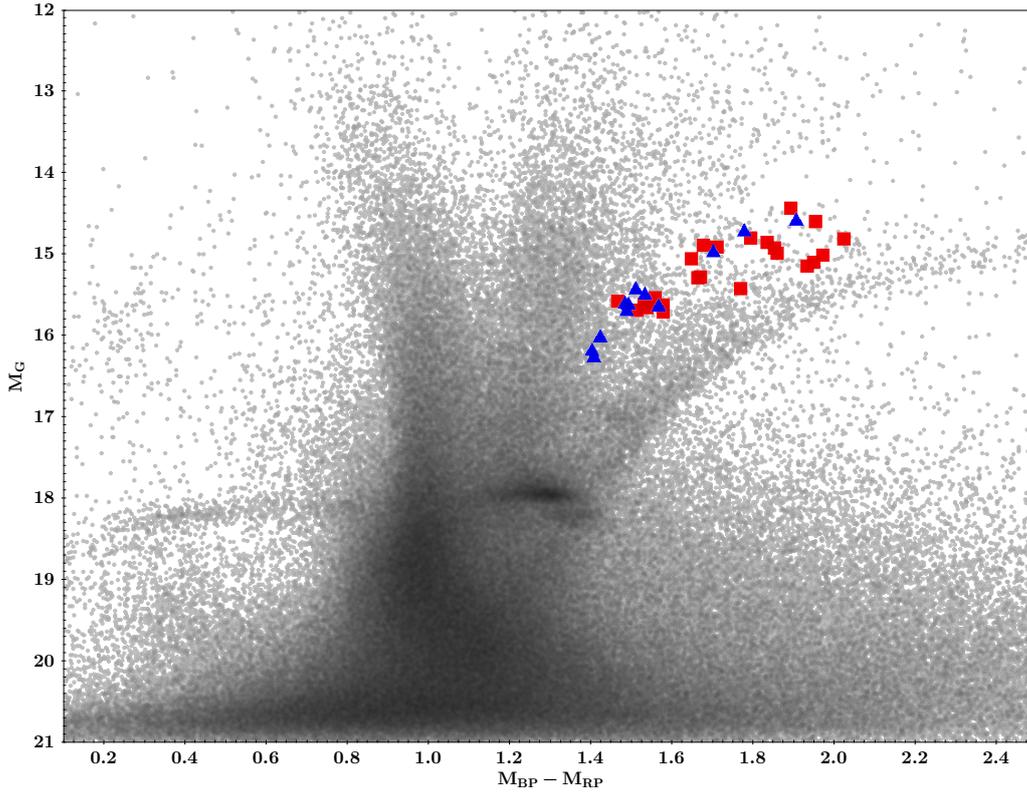


Figura 4.5: Diagramma Colore-Magnitudine delle stelle studiate in questo lavoro. I quadrati rossi rappresentano le stelle di Sagittario; I triangoli blu rappresentano le stelle di M54; I punti grigi rappresentano le stelle di campo (sia Sgr che MW).

Come discusso nel capitolo 2, la Galassia Nana del Sagittario è un ottimo esempio di una Galassia-Satellite in fase di distruzione da interazioni mareali con la MW.

Questo fa sì che Sgr abbia un main-body molto esteso, con una densità stellare molto bassa: per questo, selezionare stelle del main-body di Sgr è sempre stato molto complesso ed i lavori precedenti a questo hanno sempre inevitabilmente selezionato le stelle appartenenti a Sgr dSph sulla base della loro posizione sul RGB.

Il problema è che, considerando l'intera regione di cielo in cui si osserva Sgr, è possibile ottenere un campione pulito di stelle di Sgr solo lungo la parte più brillante dell'RGB più rosso di Sgr, le cui stelle sono facilmente distinguibili da quelle della MW. Questo inevitabile metodo di selezione ha sempre introdotto un evidente bias nei campioni di Sagittario finora studiati (si veda Minelli et al. (2022) per una discussione al riguardo).

In questo lavoro vengono utilizzate le informazioni cinematiche derivate dalla release EDR3 di GAIA, con cui è stato possibile identificare e selezionare *a priori* le sole stelle con moto proprio congruo con quello sistemico di Sgr, come evidenziato in figura 4.6.

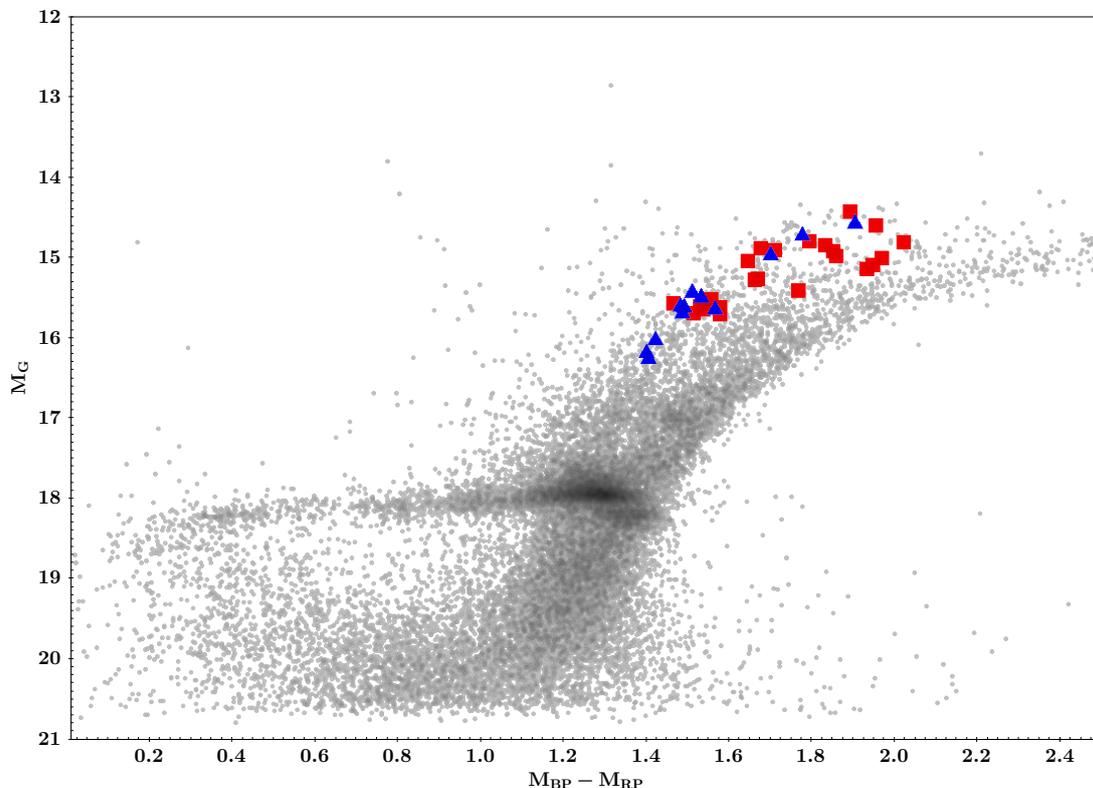


Figura 4.6: Diagramma Colore-Magnitudine delle stelle appartenenti al sistema Sagittario ed M54 selezionate tramite i moti proprio derivati da GAIA EDR3. Le referenze sono le stesse di figura 4.5.

In questo modo è stato possibile selezionare e studiare, per la prima volta, un campione pulito di stelle con $-2.0 < [Fe/H] < -0.5$ appartenenti al main-body di Sgr senza nessun tipo di contaminazione da M54 (figura 4.4).

Specifiche del campione spettroscopico

Il campione spettroscopico di Sagittario si compone di 24 stelle. Ad ogni stella sono associati due spettri:

1. il primo è denominato *low* e comprende una regione spettrale tra 4800 e 5800Å;
2. il secondo è denominato *up* e comprende una regione tra 5800 e 6800Å.

Il rapporto segnale-rumore si dimostra migliore negli spettri *up*, con una media di $SNR_{up} \approx 40$, a fronte di un rapporto segnale rumore medio di $SNR_{low} \approx 25$ negli spettri *low*.

Dal campione è stata esclusa la stella SGR 4.2 poiché mostra nello spettro forte assorbimento da bande molecolari dovuto alla molecola di Ossido di Titanio (figura

4.7). La molecola in questione si può formare in atmosfera quando la temperatura superficiale della stella è piuttosto bassa, come confermato dall'analisi fotometrica (si veda Capitolo 5). Tale assorbimento rende difficile la normalizzazione dello spettro e la misura delle abbondanze chimiche. Dunque, è stato deciso di escludere questa stella dallo studio.

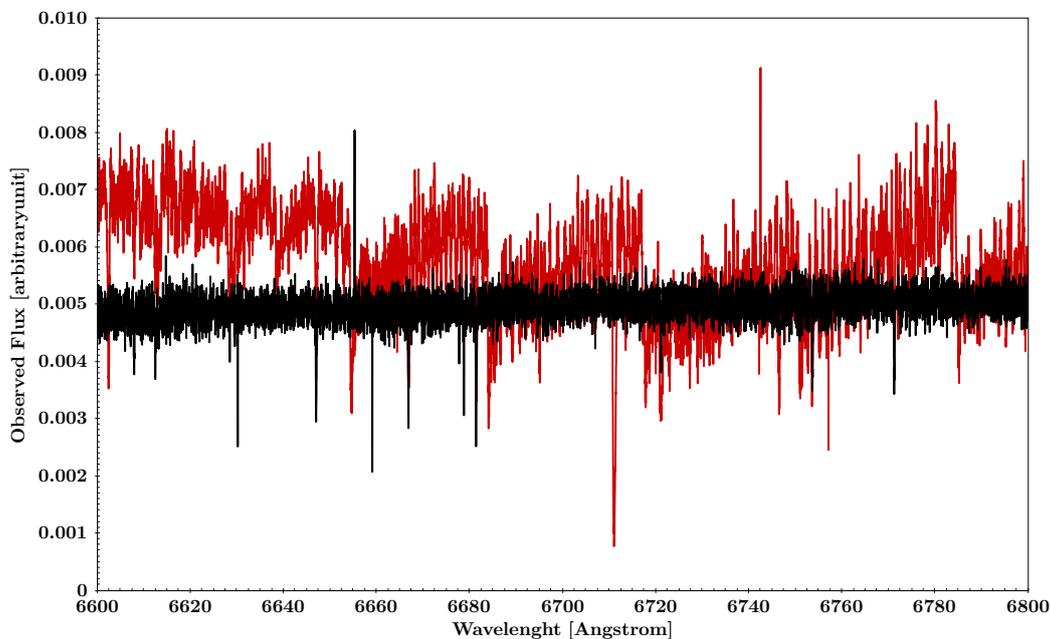


Figura 4.7: Spettro della stella SGR 1.11 (nero) sovrapposto allo spettro della stella SGR 4.2 (rosso) nella stessa regione spettrale. Nello spettro di SGR 4.2 sono visibili le bande di TiO.

4.5 Campione di M54

Il campione di stelle appartenenti ad M54 si compone di 14 stelle. Come per il campione di Sgr, ad ogni stella sono associati due spettri, uno *low* ed uno *up*, l'ultimo con un rapporto segnale rumore più alto dello spettro *up*. Il rapporto segnale rumore medio di questi spettri è migliore di quello degli spettri di Sagittario.

4.6 NGC 6752 e 47Tucanae

Per completezza, in questo lavoro si è deciso di includere l'analisi spettrale di 14 stelle appartenenti all'Ammasso Globulare NGC6752 e 6 stelle appartenenti all'ammasso globulare 47Tucanae (47Tuc). Noto anche come C93 (Caldwell 93), è uno degli Ammassi Galattici più grandi e vecchi conosciuti. Ha infatti una età stimata essere di circa 12Gyr ed una popolazione stellare con metallicità media di $[Fe/H] = -1.24$. È posto ad una distanza di circa 4kpc dal SdR eliocentrico.

47 Tucanae è invece un ammasso galattico più complesso, posto ad una distanza di circa $d = 4.45$ kpc e con una metallicità media di $[Fe/H] = -0.8$, significativamente maggiore di NGC6752.

Per l'analisi spettrale del campione di NGC6752 e di quello di 47Tuc sono stati utilizzati dati fotometrici e spettroscopici analoghi a quelli in dotazione per Sagittario ed M54. I dati fotometrici derivano infatti dalla GAIA EDR3, mentre l'analisi spettrale viene fatta utilizzando spettri ad alta risoluzione UVES-FLAMES@VLT ottenuti nell'ambito della campagna osservativa ID: 073,D-0211 (PI:Carretta). Ogni stella analizzata ha infatti due spettri associati, denominati *low* ed *up*, con una sensibilità complessiva da 4800 a 6800Å. Per questo, la procedure di analisi fotometrica ed analisi spettrale sono analoghe a quelle applicate per le stelle di M54 e Sgr.

Questo studio supplementare permette di porre un riferimento tra la letteratura e questo lavoro. Si analizza, infatti, un oggetto già studiato in lavori precedenti a questo, utilizzando però il metodo di analisi spettrale seguito per M54 e Sgr.

Capitolo 5

Parametri stellari

L'intensità ed, in generale, il profilo delle righe spettrali, sono dovuti a diversi fattori:

1. l'abbondanza chimica dell'elemento corrispondente alla transizione;
2. la temperatura effettiva e gravità superficiale della stella;
3. I parametri atomici che caratterizzano la transizione stessa.

In questa sezione viene presentato il metodo seguito per derivare alcuni importanti parametri fisici delle stelle appartenenti ad M54 ed a Sgr dSph, utilizzando i dati fotometrici del GAIA Early Data Release 3 (Collaboration et al. (2018), Collaboration (2020))¹. La GAIA EDR3 utilizza un sistema fotometrico composto da tre diversi filtri: G , G_{BP} e G_{RP} (figura 5.1). Questo sistema fotometrico è differente rispetto a quelli utilizzati nelle precedenti releases di GAIA.

5.1 Magnitudini de-arrossate

Il primo step consiste nella derivazione delle magnitudini de-arrossate utilizzando la relazione (5.1).

$$m_\lambda = m_{\lambda,oss} - 3.12 \frac{A_\lambda}{A_V} E(B - V); \quad \frac{A_\lambda}{A_V} = R_\lambda = k_m \quad (5.1)$$

dove $E(B - V) = 0.15$ è l'eccesso di colore di M54 (Layden and Sarajedini (2000)) ed A_V rappresenta il parametro di estinzione a $550nm$. La vera variabile di questa equazione è il parametro di estinzione per il filtro m -esimo, k_m , che deve essere derivato per ognuno dei tre filtri.

Per il calcolo di questo coefficiente è possibile utilizzare la relazione (5.2)

$$k_m = a_1 + a_2 X + a_3 X^2 + a_4 X^3 + a_5 A_0 + a_6 A_0^2 + a_7 A_0^3 + a_8 A_0 X + a_9 A_0 X^2 + a_{10} A_0^2 X \quad (5.2)$$

¹Questo lavoro fa uso dei dati ottenuti dalla missione dell' European Space Agency (ESA) *Gaia* (<https://www.cosmos.esa.int/gaia>), processati dal *Gaia* Data Processing and Analysis Consortium (DPAC, <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium>). I fondi di ricerca per il DPAC sono stati stanziati da Istituzioni Nazionali, in particolare dalle istituzioni partecipanti al *Gaia* Multilateral Agreement.

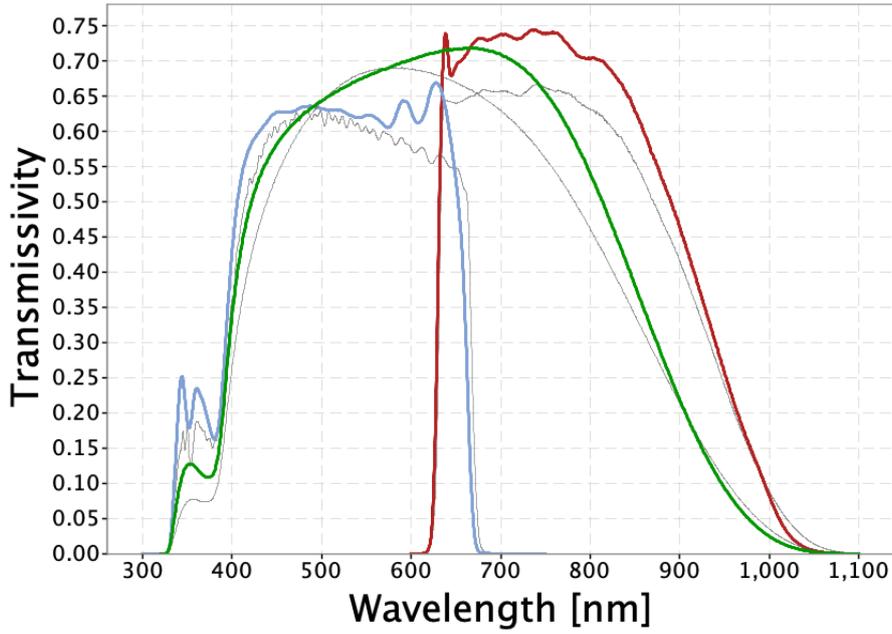


Figura 5.1: Filtri fotometrici utilizzati nell' EDR3. Verde: G ; Rosso: G_{RP} ; Blu: G_{BP} .

in cui la variabile X rappresenta il colore de-arrossato oppure la temperatura superficiale (T_{eff}), A_0 il coefficiente di estinzione a $550nm$ ed a_n sono coefficienti tabulati. La precedente relazione², è stata specificatamente fittata su di una griglia convolvendo i filtri passabanda del Gaia EDR3 e presentata in Riello et al. (2021) con i modelli spettrali Kurucz (Castelli et al. (2003)), adattati per le stelle appartenenti alla parte alta del diagramma HR con $\log g = 4$ stelle con temperatura $T_{eff} > 5250$, e $\log g = -8.3 + 0.0023 T_{eff}$ per stelle più fredde. In questo lavoro si utilizzano i coefficienti per il colore derivato dalla differenza di magnitudini BP-RP e per per stelle nella fase evolutiva del ramo delle giganti.

Considerato che non sono conosciuti preventivamente né il colore de-arrossato delle stelle né le temperature superficiali, il codice calcola i coefficienti k_m in maniera iterativa utilizzando i colori inseriti (inizialmente ancora arrossati) ed utilizza i coefficienti precedentemente tabulati per correggere le magnitudini inserite e per calcolare i colori reali dearrossati delle stelle. Il ciclo, per come è costruito, è finalizzato alla convergenza dei coefficienti k_m e dei colori dearrossati, ed il programma interrompe il loop quando la differenza tra i coefficienti calcolati all'interno del ciclo (n+1) (K_m^{n+1}) e quelli calcolati nel ciclo precedente (n) è minore di 10^{-12} :

$$K_m^{n+1} - K_m^n < 10^{-12}$$

Il programma è interrotto, quindi, quando è finalizzata la ricerca dei colori dearrossati e dei coefficienti di estinzione per ogni stella.

²<https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/edr3-extinction-law>

5.2 Temperatura e gravità

La temperatura effettiva dei targets è stata calcolata utilizzando la relazione tra $(BP - RP)_0$ e 5.3 definita per stelle da giganti da Mucciarelli et al. (2021):

$$\theta = b_0 + b_1 C + b_2 C^2 + b_3 [Fe/H] + b_4 [Fe/H]^2 + b_5 [Fe/H] C; \quad \theta = 5040/T_{eff} \quad (5.3)$$

in cui C rappresenta il colore de-arrossato ($C = G_{BP} - G_{RP}$) delle stelle. La relazione include una debole dipendenza da $[Fe/H]$. Come primo step, non conoscendo le metallicità delle stelle, si è assunto un valore di $[Fe/H] = -1.5$ per tutte le stelle (tale valore corrisponde alla metallicità di M54, Carretta et al. (2010b)). Successivamente, dopo aver misurato i valori di $[Fe/H]$ partendo da queste 5.3, le temperature sono state ricalcolate con i valori più adeguati di $[Fe/H]$ per ogni stella.

Tra i diversi colori GAIA disponibili, si è scelto di utilizzare il colore $M_{BP} - M_{RP}$ poiché meno affetto da problemi relativi alla sottrazione del cielo ed al crowding, particolarmente forti per le stelle localizzate in M54 (Mucciarelli et al. (2021)).

A questo punto è necessario calcolare la magnitudine bolometrica per ogni stella utilizzando la magnitudine associata al filtro G (rappresentato in figura 5.1). A tal scopo si calcola, prima di tutto, la correzione bolometrica BC_G utilizzando la relazione 5.4 ed i relativi coefficienti presentati in Andrae et al. (2018)

$$BC_G = a_0 + a_1(T_{eff} - T_{eff,\odot}) + a_2(T_{eff} - T_{eff,\odot})^2 + a_3(T_{eff} - T_{eff,\odot})^3 \quad (5.4)$$

per poi applicare la relazione standard 5.5

$$M_{bol} = m_G + BC_G + 5 - 5 \log d \quad (5.5)$$

dove la distanza dalla galassia nana del Sagittario è di $d_{Sgr} = 26.0 \pm 1.3 \text{ kpc}$ (Monaco et al. (2004)).

La luminosità della stella può essere calcolata facilmente tramite la relazione 5.6

$$L = 10^{\frac{1}{2.5}[-M_{bol} + M_{bol,\odot} + 2.5 \log L_\odot]} \quad (5.6)$$

e, successivamente, la stessa luminosità diventa utile al calcolo del raggio stellare e della gravità superficiale $\log g$ utilizzando le relazioni 5.7.

$$R = \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma T_{eff}^4}} \implies g = \frac{G \ 0.8M_\odot}{R^2} \quad (5.7)$$

Non avendo una possibile stima della massa delle stelle in esame si sceglie di associare un valore di massa di $M = 0.8M_\odot$ ad ogni stella, valore tipico per le stelle appartenenti al ramo delle giganti RGB.

5.3 Velocità di microturbolenza

La velocità di microturbolenza è un parametro correttivo introdotto per sopperire alle difficoltà dei modelli di atmosfera 1-D di riprodurre correttamente gli effetti convettivi.

Tale parametro viene stimato spettroscopicamente imponendo che non vi sia correlazione tra l'abbondanza di Ferro e l'intensità di queste righe, richiedendo cioè che le righe forniscano la stessa abbondanza a dispetto della loro EW. Tale approccio può essere rischioso se non si hanno spettri ad alto SNR ed introdurrebbe forti fluttuazioni nelle velocità di microturbolenza con impatti sulle abbondanze.

Per utilizzare efficientemente questo metodo è quindi necessario avere, in ogni spettro, righe debolmente saturate³ le cui ali sono più sensibili alla microturbolenza di quanto lo siano all'abbondanza. Questo metodo dovrebbe essere preferito poiché la microturbolenza è stimata sulla base di dati osservativi diretti e potrebbe essere più precisa del metodo analitico.

Per evitare effetti spuri su questo parametro si è preferito, in questo lavoro, utilizzare una relazione $v_{turb} - \log g$ (relazione 5.8) calibrata su spettri ad alto SNR dove le velocità di microturbolenza sono state stimate con precisione (Mucciarelli (2011)).

$$v_{turb} = -0.37 \log_{10} \left(\frac{G \cdot 0.8M_{\odot}}{R^2} \right) + 2.08 \quad (5.8)$$

Questa scelta è ulteriormente giustificata dal fatto che l'ottimizzazione tramite GALA (si veda Sezione 6.5), scelta inizialmente come metodo preferenziale, ha fornito risultati con un dubbio riscontro scientifico. Scegliendo l'ottimizzazione della microturbolenza tramite GALA, infatti, si ottiene un trend per cui la microturbolenza diventa proporzionale alla metallicità della stella (figura 5.2).

³Queste righe devono trovarsi nel regime piatto nella loro curva di crescita.

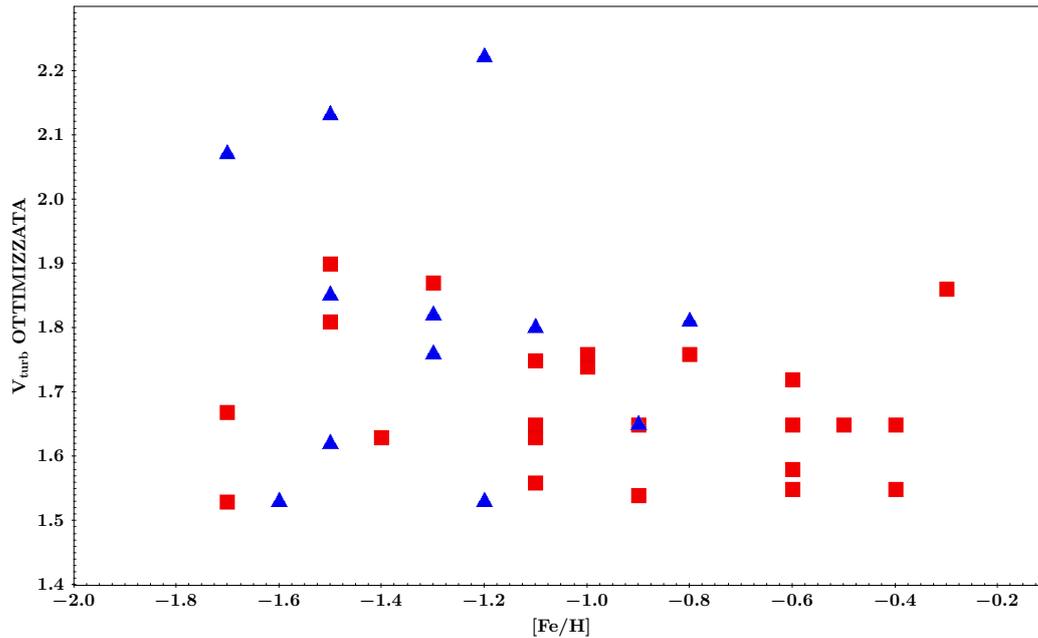


Figura 5.2: Metallicità e microturbolenza derivate tramite l'ottimizzazione con GALA. È possibile notare una proporzionalità inversa fisicamente non spiegabile tra i due parametri. I quadrati rossi rappresentano il campione di Sgr mentre i triangoli blu rappresentano M54.

Questa proporzionalità osservata tra metallicità e microturbolenza suggerisce una cattiva stima della microturbolenza che spesso è soggetta al numero di righe usate e alla loro distribuzione in termini di EW. In questi spettri, infatti, le righe lievemente saturate (utili a vincolare la microturbolenza) non hanno un profilo adeguatamente pulito e questo potrebbe impedire a GALA di lavorare correttamente, cioè trattando indipendentemente microturbolenza e metallicità.

Al contrario, l'utilizzo della relazione analitica 5.8 per la derivazione della microturbolenza permette la derivazione di una metallicità globale indipendente dalla microturbolenza, come atteso (figura 5.3).

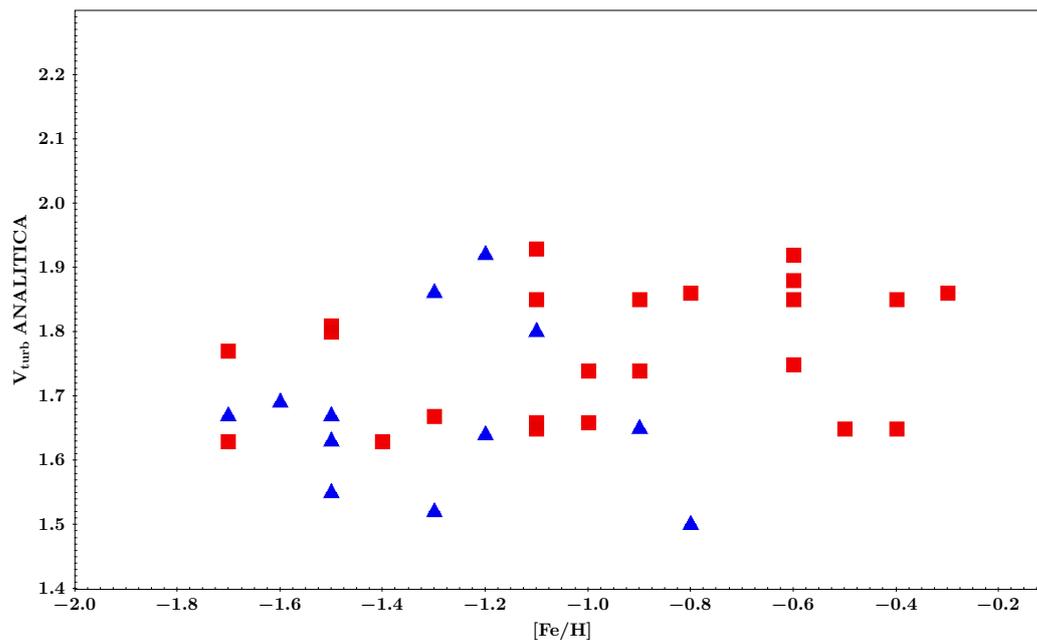


Figura 5.3: Microturbolenza analitica contro metallicità. Si nota come non sia osservabile alcuna proporzionalità tra i due parametri, come atteso. Le referenze sono le stesse di figura 5.2.

Confrontando particolare i due metodi si evidenzia come la microturbolenza derivata spettroscopicamente da GALA (sezione 6.5) abbia evidentemente una proporzionalità con la metallicità delle stelle, rispetto alla relazione analitica (figura 5.4).

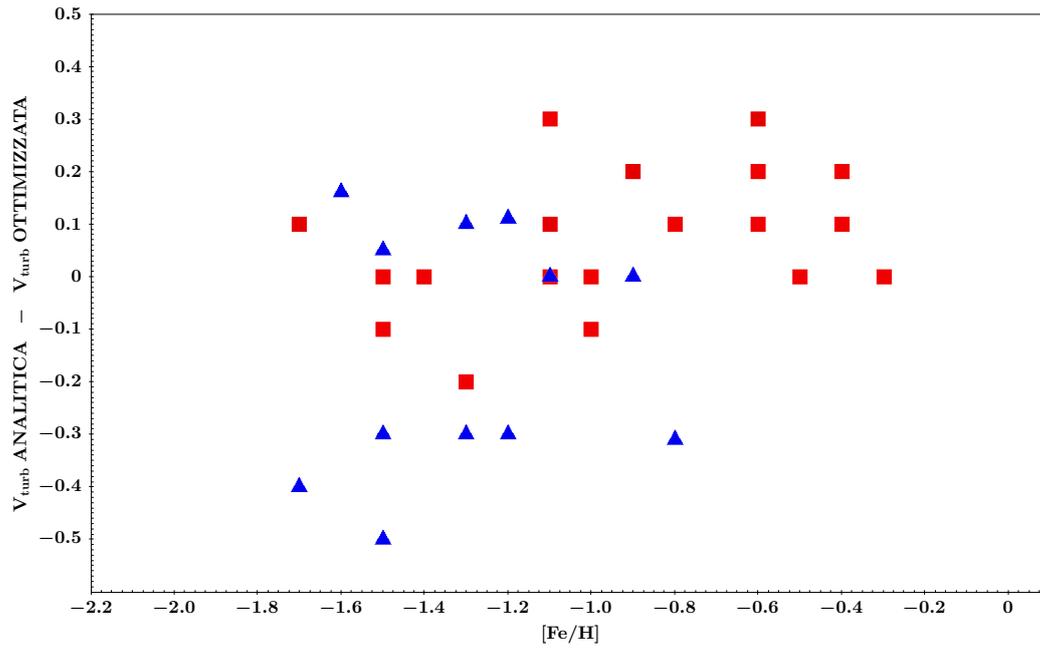


Figura 5.4: Differenza tra microturbolenza analitica e derivata dall'ottimizzazione con GALA. Le referenze sono le stesse di figura 5.2.

Dai risultati presentati sopra si evince come, in questo lavoro, il metodo adeguato da seguire sia il secondo, ricavando quindi la microturbolenza dalla relazione 5.8 ed ottimizzando la metallicità con GALA.

I risultati sono mostrati nelle tabelle seguenti.

ID	T_{eff} [°K]	$\log g$ [cm/s ²]	v_{turb} [km/s]
SGR 1.1	4047	0.60	1.86
SGR 1.3	4258	0.60	1.86
SGR 1.7	4421	0.91	1.74
SGR 1.10	4444	1.14	1.66
SGR 1.11	4569	1.20	1.63
SGR 1.12	4465	1.16	1.65
SGR 2.4	3909	0.40	1.93
SGR 2.7	4095	0.61	1.85
SGR 2.11	4451	1.17	1.65
SGR 2.13	4390	1.16	1.65
SGR 2.15	4016	0.63	1.85
SGR 2.21	4128	0.88	1.75
SGR 3.1	4204	0.73	1.81
SGR 3.2	4291	0.84	1.77
SGR 3.6	4267	0.96	1.74
SGR 3.13	4025	0.61	1.85
SGR 3.15	3891	0.55	1.88
SGR 3.18	3915	0.60	1.86
SGR 4.2	3978	0.38	1.94
SGR 4.4	4247	0.74	1.80
SGR 4.11	4389	1.12	1.66
SGR 4.14	4490	1.21	1.63
SGR 4.17	3836	0.43	1.92
SGR 4.21	3932	0.63	1.85

ID	T_{eff} [°K]	$\log g$ [cm/s ²]	v_{turb} [km/s]
M54 44941	4707	1.56	1.50
M54 1003190	4494	1.11	1.67
M54 1003669	4538	1.21	1.63
M54 1005584	4641	1.43	1.55
M54 1006493	4676	1.51	1.52
M54 38005587	4299	1.14	1.66
M54 42146527	4149	0.88	1.75
M54 15003607	4408	1.15	1.65
M54 24211067	4115	0.60	1.86
M54 38000877	4214	0.77	1.80
M54 38001077	3963	0.44	1.92
M54 38002647	4281	1.06	1.69
M54 38003167	4455	1.19	1.64
M54 38009987	4461	1.12	1.67

5.3.1 Problemi fotometrici su tre stelle di M54

Nel dataset a disposizione, insieme alle informazioni relative alle magnitudini ed i relativi errori, è presente per ogni stella un parametro denominato *flux excess*. Il *flux excess* specifica l'affidabilità della misura in magnitudine in un determinato filtro per ogni stella. Se il suo valore è alto, indicativamente sopra lo 0.2dex, si considera la fotometria ottenuta per quella stella inaffidabile.

In questo lavoro sono presenti tre stelle con questo problema, tutte catalogate come appartenenti all'ammasso globulare M54. Le stelle in questione sono: M54.44941; M54.38003167; M54.38001077. Per queste tre stelle è stata utilizzata la fotometria ottica V,I di Monaco et al. (2004), trasformando il colore $V - I$ nel colore GAIA $BP - RP$ con le opportune trasformazioni fornite nella documentazione GAIA EDR3.

Capitolo 6

Analisi Spettrale

Le righe in assorbimento che osserviamo nello spettro delle stelle sono il risultato del passaggio della radiazione proveniente dalle regioni interne della stella (dove si forma il continuo) attraverso l'atmosfera stellare. L'intensità delle righe di assorbimento osservate negli spettri dipendono sia dai parametri termodinamici dell'atmosfera che dalla composizione chimica.

Utilizzare un modello atmosferico adeguato è perciò di vitale importanza per svolgere una corretta analisi chimica: prendendo ad esempio una stella di metallicità conosciuta, è possibile ottenere stime chimiche errate dipendentemente dal modello atmosferico scelto per l'analisi dati, perché stessi atomi in diversi stati termodinamici forniscono righe in assorbimento differenti.

In questo lavoro sono stati utilizzati modelli di atmosfera calcolati col codice ATLAS9 (Castelli et al. (2003)), in cui:

- l'atmosfera stellare è suddivisa substrati atmosferici, ognuno in condizione di equilibrio termodinamico locale (LTE) ed omogeneo in temperatura, pressione e densità;
- i modelli sono calcolati assumendo una lunghezza di convezione pure-mixing e senza introdurre il parametro di overshooting proposto da Castelli et al. (1997) per descrivere meglio gli effetti della convezione nelle stelle solari.

6.1 Metodi di studio delle righe spettrali in assorbimento

Esistono essenzialmente due metodi per calcolare l'abbondanza chimica di una stella:

1. Metodo dell'Equivalent Width: l'abbondanza viene ottenuta dal confronto tra l'EW misurata di una riga e i valori teorici calcolati per la stessa transizione assumendo non vi sia contaminazione da altre righe;
2. Metodo della spettro-sintesi: metodo della spettro-sintesi: le abbondanze sono derivate dal confronto tra lo spettro reale e opportuni spettri sintetici.

I due metodi si basano sul confronto tra l'intensità di righe teoriche ed osservate, ma vengono usati in casi differenti. Se il metodo della spettro-sintesi è l'approccio più

generale e completo, ma sicuramente più time-consuming perché implica il calcolo di svariati spettri sintetici che includano tutte le transizioni presenti nel range spettrale, l'altro metodo è sicuramente più rapido ma con un raggio di azione più circoscritto. Infatti il metodo dell'EW è valido per righe considerate unblended, ovvero non contaminate, e dove l'EW della riga è attribuibile solo ad un'unica transizione. Per spettri caratterizzati da un elevato grado di contaminazione (quindi stelle molto fredde e/o molto metal-rich) la spettro-sintesi è quindi il metodo migliore. Negli altri casi, come per le stelle analizzate in questo lavoro, i due metodi danno risultati simili. Si è quindi deciso di utilizzare per la maggior parte delle transizioni il metodo dell'EW, ed utilizzare solo per alcuni casi particolari il metodo della spettro-sintesi.

I due approcci sono entrambi corretti ed ognuno si basa sulla stessa prescrizione: conoscere a priori le righe da selezionare in ogni spettro. Per adempiere a questa necessità è possibile utilizzare il codice Autokur.

6.2 Autokur

Autokur è un codice Fortran sviluppato da A. Mucciarelli presso l'Università di Bologna con lo scopo di gestire il pacchetto di codici sviluppati da R. L. Kurucz (Kurucz (2005)), ed è in grado di calcolare:

- modelli atmosferici con misture fissate dalle Opacity Distribution Function (ODF, tabelle che includono i coefficienti di assorbimento al variare di temperatura e pressione) utilizzando il codice ATLAS9;
- modelli atmosferici con con una specifica mistura chimica utilizzando il codice ATLAS12;
- spettri sintetici con il codice SYNTHES utilizzando i modelli atmosferici ATLAS;
- il grado di contaminazione da altre righe per tutte le principali transizioni visibili in uno spettro sintetico.

6.2.1 SYNTHES

In questa sezione viene preso in esame il funzionamento del codice SYNTHES. Di seguito sono riportate le informazioni necessarie al codice per calcolare lo spettro sintetico desiderato:

- i parametri stellari utili a calcolare il modello di atmosfera ATLAS9 utilizzando una ODF calcolata con l'appropriata metallicità e mistura chimica;
- la lista di tutte le transizioni atomiche e molecolari presenti nel range spettrale di interesse;
- eventuali variazioni di abbondanza rispetto alla mistura chimica di riferimento del modello;
- la risoluzione con cui lo spettro viene convoluto per riprodurre l'allargamento osservato.

Autokur SYNTHÈ è utile anche per capire come i parametri stellari affligge lo spettro. Si prenda, ad esempio, uno spettro sintetico con $T_{eff} = 4444K$, $\log g = 1.14 \text{ cm s}^{-2}$, $v_{turb} = 1.66 \text{ km s}^{-1}$ e metallicità globale $[M/H] = -1.14$. Se la temperatura aumentasse di $+200K$, lo spettro sintetico verrebbe modificato come mostrato in figura 6.1 L'aumento di temperatura causa una variazione nelle pro-

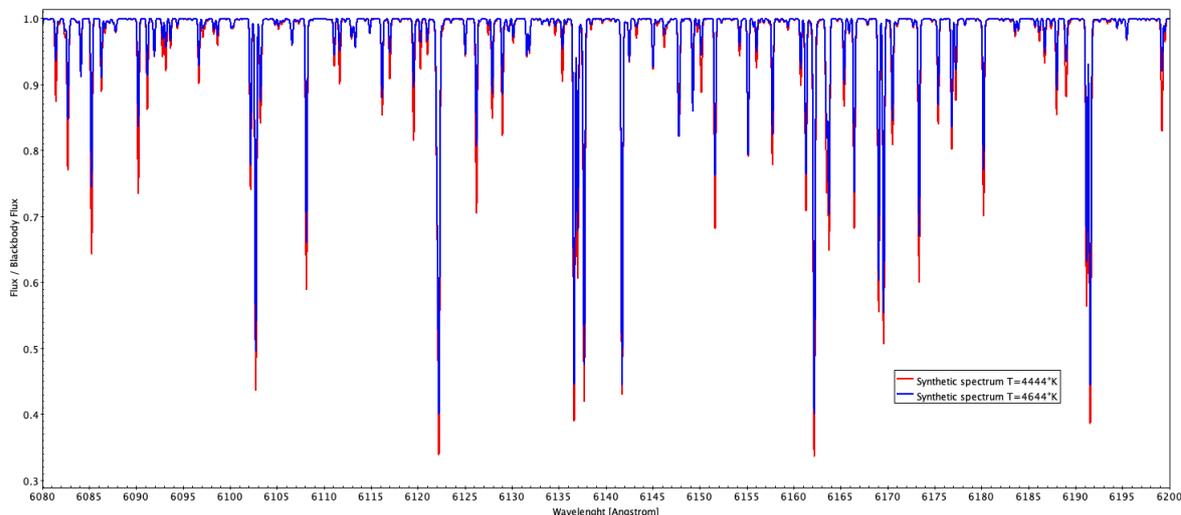


Figura 6.1: Differenza tra uno spettro sintetico con $T=4444K$ ed uno con $T=4644K$

prietà termodinamiche dell'atmosfera e, spopolando i livelli elettronici fondamentali (gli elettroni saltano su di un livello elettronico più alto), indebolisce le righe spettrali. Un altro importante parametro che modifica il profilo e la profondità delle righe è la gravità superficiale: aumentare questo parametro significa alzare la pressione dell'atmosfera stellare, il che a suo volta significa forzare gli elettroni liberi ad occupare gli orbitali spaiati degli elementi ionizzati. Il fenomeno netto osservabile, rappresentato in figura 6.2, è l'indebolimento delle sole righe spettrali generate da elementi ionizzati. Oltre allo scopo di evidenziare la sensibilità dello spettro ai parametri stellari, Autokur è stato utilizzato per identificare le transizioni presenti nel range spettrale in esame e valutare quali righe siano unblended¹ o comunque con un grado trascurabile di contaminazione da altre righe.

6.2.2 SLINE

SLINE è una routine di Autokur volta a stimare per le transizioni presenti nello spettro sintetico il grado di contaminazione da altre righe. Il programma identifica tutti i minimi dello spettro sintetico ed associa ognuno di essi alla transizione più intensa tra quelle presenti nel profilo della riga. Per ognuna di queste transizione viene calcolata:

- EW singola della riga e codice dell'elemento che la genera;
- EW totale della riga osservata, inclusa degli eventuali contaminanti;

¹Per unblended si intendono le righe non contaminate dalla presenza di altre righe spettrali vicine o/o sovrapposte.

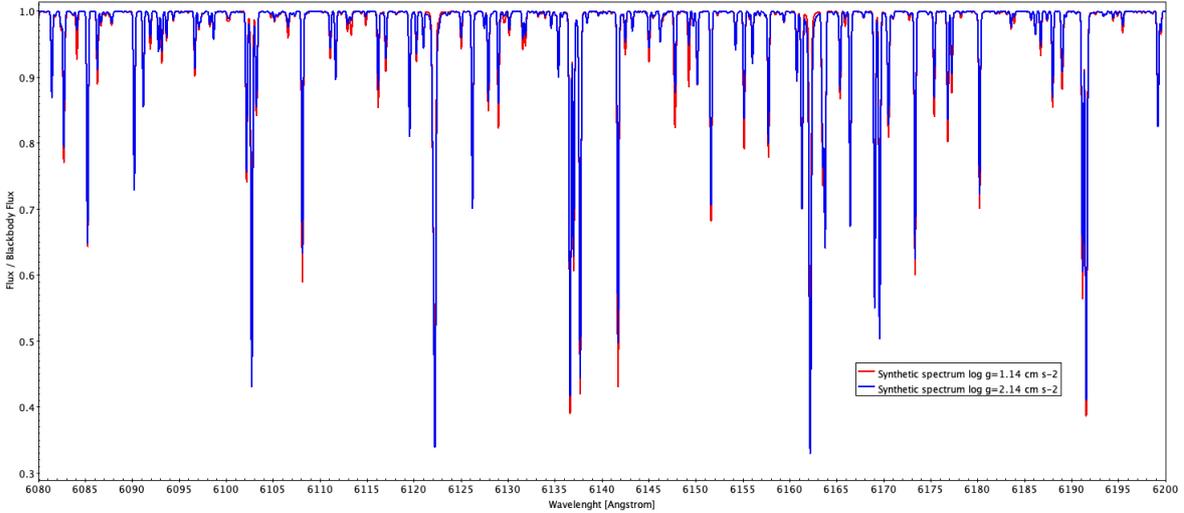


Figura 6.2: Differenza tra uno spettro sintetico con $\log g = 1.14 \text{ cm s}^{-2}$ ed uno con $\log g = 2.14 \text{ cm s}^{-2}$: è possibile evidenziare che non tutte le righe diminuiscono, ma solo quelle relative ad elementi ionizzati.

- contaminazione percentuale in EW e corrispondente variazione in abbondanza;
- flag identificativo delle righe affette da splitting (isotopico oppure iperfino) che potrebbero aver bisogno di essere analizzate con il metodo della sintesi.

il tutto trascritto all'interno di un file, specifico per ogni sintetico e denominato *linelist*, fondamentale per questo lavoro. Viene riportato un esempio del file *linelist* nella tabella seguente.

$\lambda[\text{A}]$	Z	EW_{TOT}	$EW_{singola}$	%	S_{totale}	S_{hyperf}	S_{isotop}
4800.649	26.00	52.8A	44.7A	18%	0	0	0
4813.954	27.00	20.3A	15.3A	32%	1	1	0
5782.173	29.00	156.0A	111.3A	40%	1	1	1
5808.316	57.01	20.2A	14.9A	35%	1	1	0
6300.304	8.00	33.1A	31.6A	4%	0	0	0

La procedura descritta dovrebbe essere seguita per ogni stella con gli appropriati valori di metallicità e parametri stellari, in modo da massimizzare la precisione della selezione delle righe. Tuttavia, non conoscendo a priori la corretta metallicità globale $[M/H]$ e microturbolenza v_{turb} di ogni stella, è possibile definire subito una *linelist* definitiva. Si ritiene quindi necessario adottare un approccio iterativo.

La strategia utilizzata consiste nel definire una prima *linelist* adottando come metallicità $[M/H] = -1.0$, cioè il valore medio della popolazione più metallica conosciuta appartenente ad M54 oppure a Sgr dSph (Mucciarelli et al. (2017)). Questa *linelist* viene usata per ottenere una prima stima della metallicità di ogni stella in modo da creare, a posteriori, delle *linelist* più precise utili a ripetere una più accurata analisi spettrale. Si ritiene inoltre necessario applicare una severa selezione delle righe nelle *linelist* utilizzate in quanto righe differenti potrebbero necessitare di un approccio di studio differente.

6.3 Selezione delle righe

La procedura di SLINE, oltre a fornire il grado di contaminazione per ogni riga, identifica l'eventuale presenza di splitting isotopico o iperfino, riportando un flag che permetta di individuare queste righe, come riportato nella tabella precedente.

Nel caso di splitting isotopico, la riga è dovuta alla sovrapposizione di diverse righe della stessa specie ma provenienti da isotopi differenti.

Nel caso di splitting iperfino i due livelli elettronici si separano a causa dell'interazione spin-orbita, comportando di nuovo la sovrapposizione di molte righe più deboli e shiftate tra di loro. La presenza di questi splitting (che possono presentarsi anche simultaneamente) implica una modifica della forma della riga e la sua de-saturazione (quindi il profilo risulta meno sensibile alla microtubolenza), come si vede in figura 6.3.

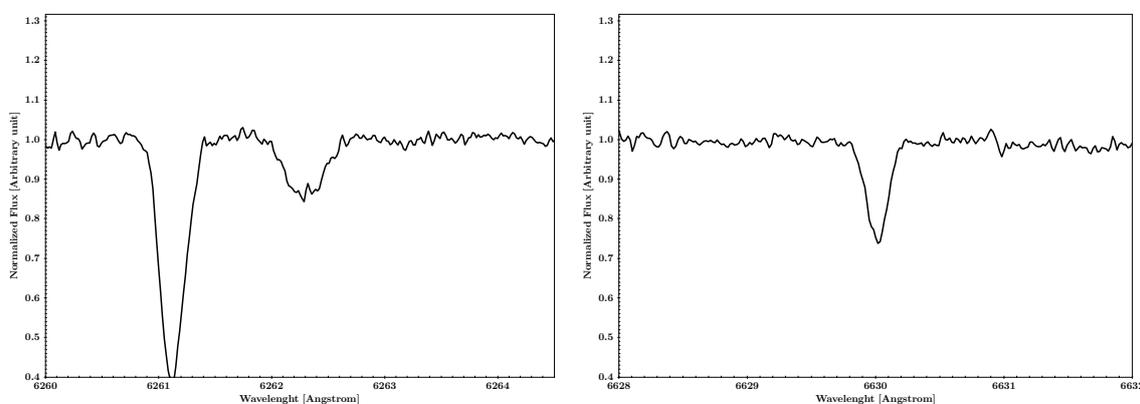


Figura 6.3: Comparazione tra una riga di Lantanio II (riquadro di sinistra) afflitta da HFS ed una di Cromo I con profilo standard di tipo Gaussiano (riquadro di destra).

Questo effetto modifica pesantemente il profilo della riga e la forma del continuo, per cui le righe che soffrono di HFS non possono essere studiate con il classico metodo dell'EW ma necessitano di un'analisi più precisa, svolta dal metodo della sintesi.

Tutte le righe selezionate per essere studiate con il metodo dell'EW potrebbero soffrire di effetti diversi da quelli menzionati precedentemente. Quindi, è molto importante sottoporre queste righe ad un'ulteriore selezione basata sui parametri riportati nel file *linelist*.

6.3.1 Contaminazione

Le righe non affette da splitting sono state selezionate in base al loro grado di contaminazione, calcolato come

$$\%contamination = \frac{EW_{tot} - EW_{primary}}{EW_{primary}} \cdot 100$$

in cui EW_{tot} è la larghezza equivalente (EW) totale della riga mentre $EW_{primary}$ è la EW della componente primaria della riga. Questa selezione è operata perché

le righe troppo contaminate diventano inaffidabili. La soglia di contaminazione è scelta in base alla variazione in abbondanza riportata nel file *linelist*.

In particolare, alzare la soglia di selezione in contaminazione implicherebbe selezionare righe molto contaminate, nelle quali la componente primaria è piccola rispetto alla totale e, di conseguenza, compone solo in parte l'abbondanza totale della riga. Una selezione ottimale potrebbe essere svolta con una soglia in contaminazione del 20%, in modo da evitare un errore in abbondanza troppo grande ma poter studiare quelle righe che, pur essendo contaminate, hanno una piccola EW e quindi un $dAbu$ basso (inferire allo 0.1 dex).

Per affinare ulteriormente la lista delle righe da studiare con il metodo dell'EW, è necessario applicare una selezione basata sulla variazione in abbondanza in modo da tagliare quelle righe che, pur passando la selezione in contaminazione, sono vicine alla saturazione. Per queste righe, infatti, una piccola percentuale di contaminazione crea un grande errore in abbondanza. Una possibile soglia di selezione è $dAbu = 0.15$ che, abbinata alla soglia di selezione in contaminazione del 20%, permette di ottenere le sole righe affidabili (figura 6.4).

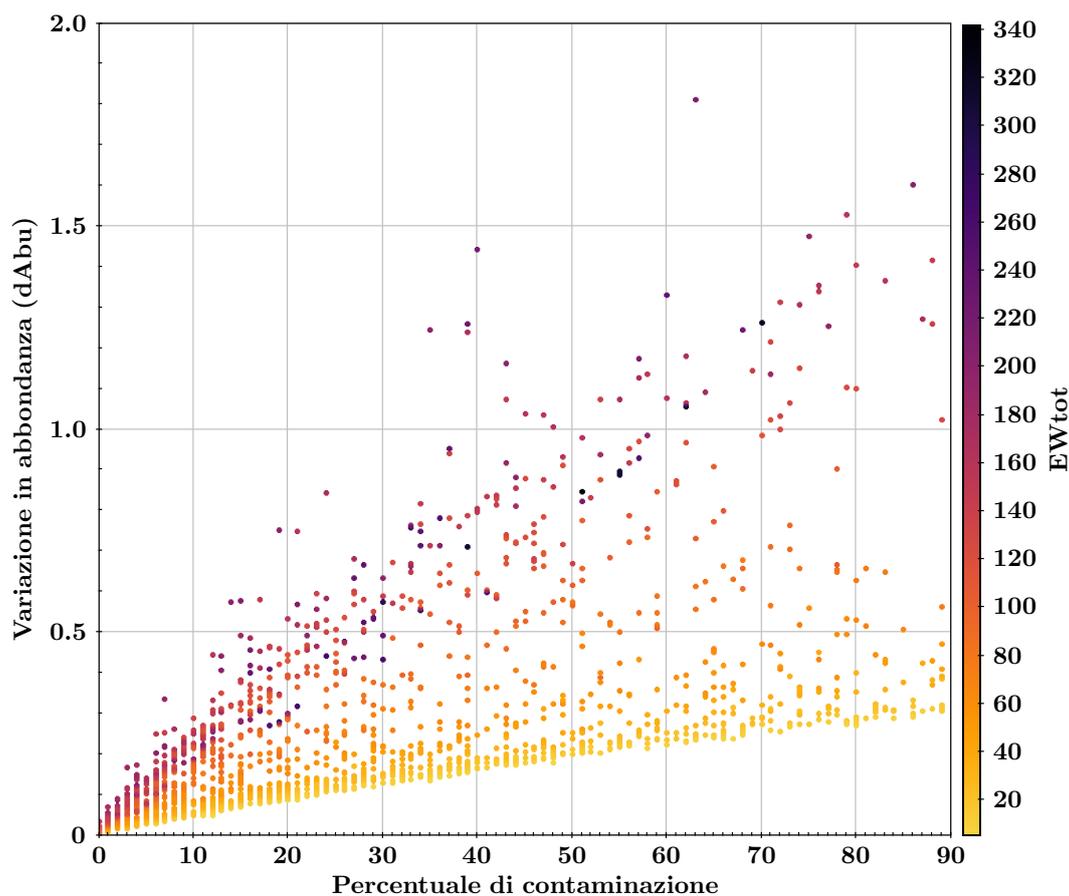


Figura 6.4: Percentuale di contaminazione contro variazione in abbondanza, colorato per larghezza equivalente delle righe.

Ottenuta la lista delle righe adatte all'analisi tramite il metodo dell'EW è neces-

sario utilizzare un software che operi la ricerca ed il fitting di queste righe in ogni spettro a disposizione. Il codice utilizzato in questo lavoro è 4DAO.

6.4 Misura delle larghezze equivalenti

4DAO è un codice FORTRAN sviluppato per ottimizzare la gestione del codice DAOSPEC per un numero elevato di spettri (Mucciarelli (2013)). Per comprenderne il funzionamento è prima necessario precisare il lavoro svolto da DAOSPEC (Stetson and Pancino (2008)).

6.4.1 DAOSPEC

DAOSPEC è un programma scritto in FORTRAN con lo scopo di fittare le righe in assorbimento negli spettri stellari minimizzando l'intervento dell'utente nella misura delle EW delle righe. Il programma è stato progettato per operare con file in formato FITS contenenti spettri di alta risoluzione ($R > 15000$), alto rapporto segnale-rumore (SNR) e con una scala lineare in lunghezza d'onda.

Per essere lanciato, il programma necessita di tre file:

- lo spettro;
- la lista di righe da cercare nello spettro;
- un file contenente i parametri di configurazione quali il range di lunghezze d'onda d'interesse, il valore della Full Width Half Maximum (FWHM) dello spettro (che può essere fissata a priori dall'utente oppure può essere ottimizzata, cioè fatta cercare direttamente al programma) oppure il grado del polinomio utile a fittare il continuo dello spettro.

Utilizzando questi file, il programma lavora tramite il seguente processo:

1. viene fittato il continuo dello spettro utilizzando un polinomio di Legendre con un ordine scelto dall'utente;
2. viene fatto un fit gaussiano di tutte le righe (specificate nella linelist opportuna) trovate nello spettro;
3. viene fatta una prima cross-correlazione tra le lunghezze d'onda delle righe trovate nello spettro e le lunghezze d'onda di laboratorio delle stesse righe per determinare la velocità radiale della stella;
4. viene eseguita un'iterazione ciclica (il numero di iterazioni totali è scelto dall'utente) in cui, ad ogni passaggio:
 - le righe trovate sono sottratte provvisoriamente allo spettro per poter rinormalizzare il continuo in base ai residui trovati;
 - con il nuovo continuo sono ridefiniti i centroidi delle righe in modo da migliorare la FWHM di fitting.
5. all'uscita dall'iterazione il programma determina per ogni riga trovata la velocità radiale e la deviazione standard, in modo da determinare la velocità radiale finale tramite un algoritmo di σ -clipping.

6. vengono quindi calcolate le EW conclusive e le relative incertezze tramite i residui nello spettro;

I file creati al termine del programma contengono alcune informazioni sul risultato della procedura operata, come la velocità radiale della stella, la lista delle righe trovate con le corrispettive EW di fitting ed il valore di FWHM utilizzato (figura 6.5).

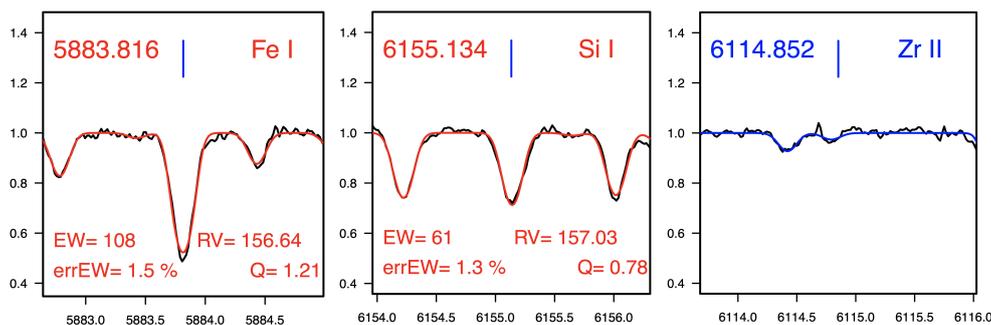


Figura 6.5: Esempio di due righe analizzate correttamente da 4DAO (da sinistra verso destra, le prime due, di colore rosso) e di una riga che il programma non è riuscito a fittare (immagine a destra).

Dunque, il codice 4DAO è scritto per sfruttare le potenzialità di DAOSPEC, permettendo ad esempio il lancio automatico di quest'ultimo per una lista di spettri forniti in input oppure una gestione ottimale degli output. Per il suo funzionamento 4DAO necessita specificatamente di due file in input: *4dao.param*, in cui l'utente gestisce i parametri per il funzionamento di DAOSPEC (come il numero massimo di iterazioni), ed il file *4dao.list*, in cui sono listati tutti gli spettri da analizzare. In particolare, all'interno di ogni riga contenuta in *4dao.list* è necessario specificare alcune fondamentali proprietà dello spettro in analisi: è possibile, ad esempio, scegliere se la FWHM utilizzata da DAOSPEC per il fitting è assunta essere costante lungo tutto lo spettro oppure può essere lasciata libera di variare. Sempre riguardo la FWHM, è possibile anche sceglierne l'ottimizzazione automatica oppure fissarla manualmente per ogni spettro. Un altro parametro da specificare in *4dao.list* è il grado del polinomio di Legendre usato per il fit del continuo. È importante adottare un grado sufficiente a fittare in modo accurato il continuo nello spettro originale, ma è altrettanto rilevante non eccedere nel grado scelto, per evitare che DAOSPEC possa considerare come continuo delle caratteristiche chimicamente significative dello spettro.

6.4.2 Velocità radiali

4DAO è estremamente utile per il calcolo delle velocità radiali delle stelle poiché, per ogni spettro, crea la funzione di cross correlazione tra il sintetico e lo stesso spettro reale in funzione dello shift in pixel. Quindi, convertendo lo shift in pixel più probabile nella corrispondente velocità radiale, calcola la velocità radiale di ogni stella.

In questo lavoro sono studiate 14 stelle dell'ammasso globulare M54 e 23 stelle della Sgr dSph. La galassia nana del Sgr ed M54 compongono un unico sistema dinamico e, di conseguenza, le velocità radiali ottenute dalle stelle appartenenti ai due oggetti devono essere congruenti, come trovato in questo lavoro (figura 6.6).

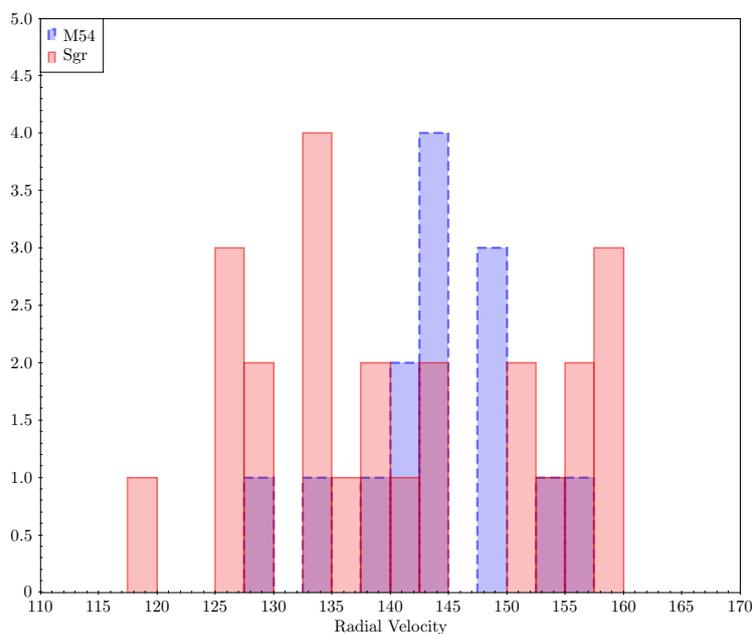


Figura 6.6: Velocità radiali delle stelle di Sgr dSph e di M54.

Un notevole contributo di 4DAO nella gestione di DAOSPEC si riscontra nei file creati in output alla fine dell'analisi, quali:

- *nomedelfile.PDF*, in cui viene rappresentato il fit del continuo operato sullo spettro seguito dal fit di tutte le righe trovate con la relativa velocità radiale ed errore sulla EW;
- *nomedelfile.IN*, contenente le maggiori informazioni riguardanti il fit di ogni riga analizzata;
- *nomedelfile.NZV.fits*, in cui viene riportato lo spettro della stella normalizzato al continuo ed a velocità radiale nulla.

Tra questi, un ruolo considerevole viene ricoperto dal secondo file listato precedentemente, denominato *nomedelfile.IN*. Questo file contiene l'informazione della EW di ogni riga trovata e può essere utilizzato per ricavare l'abbondanza chimica degli elementi trovati nello spettro da DAOSPEC. Il software, utilizzato in questo lavoro, sviluppato per la gestione del file *nomedelfile.IN* è GALA.

6.5 GALA

GALA è un codice FORTRAN con lo scopo di misurare i parametri atmosferici e l'abbondanza chimica dei singoli elementi utilizzando le EW delle righe analizzate in uno spettro stellare. È inoltre in grado di fornire strumenti grafici e statistici accurati per la valutazione della bontà del risultato ottenuto.

GALA utilizza una versione modificata del codice WIDTH9 (Kurucz (2005)) per la derivazione delle abbondanze dalle righe fornite. È inoltre in grado di calcolare il modello atmosferico migliore ottimizzando i parametri atmosferici, operando una sigma-rejection sulle righe fornite. Per funzionare, il software necessita di tre file nel direttorio di lancio:

- un file, contenente la lista delle righe da analizzare con le relative caratteristiche principali quali l'EW e l'errore sulla EW;
- un file, contenente la lista dei file descritti sopra (uno per ogni stella): ogni riga di questo file specifica, oltre al nome della lista di righe da analizzare, i parametri più importanti della stella a cui appartiene la lista di righe fornita;
- il file *autofl.param* in cui si specifica a GALA il metodo di lavoro da seguire: è possibile, ad esempio, scegliere se ottimizzare i parametri stellari (temperatura superficiale, metallicità globale, $\log g$ e microturbolenza) oppure fissarli ad un valore predeterminato.

È anche possibile anche specificare, per ogni stella, l'EW minima e massima da utilizzare per ogni riga spettrale (espressa in $\log \frac{EW}{\lambda} - 3$), il valore dell' α -enhancement rispetto alla $[M/H]$ ed il massimo errore percentuale sull'EW consentito.

La scelta del range in EW da utilizzare è fondamentale per ottenere delle stime affidabili di abbondanze chimiche.

Infatti, nonostante le righe piccole si trovino nella parte lineare della curva di crescita e quindi siano molto sensibili all'abbondanza, il loro utilizzo implicherebbe l'introduzione di una maggiore incertezza sulla stima delle abbondanze in quanto queste righe, essendo piccole, hanno un fit peggiore di quelle più grandi.

Le righe troppo grandi, invece, potrebbero trovarsi nel regime piatto della curva di crescita ed essere quindi vicine alla saturazione. Questo le porterebbe a perdere sensibilità all'abbondanza ed introdurrebbe enormi errori nell'analisi spettrale.

Tuttavia, le righe lievemente sature (leggermente sopra il valore del turn-off della curva di crescita) diventano sensibili anche alla microturbolenza: se fosse deciso, quindi, di utilizzare il software GALA per l'ottimizzazione della microturbolenza, sarebbe fondamentale la scelta di un range di EW accurato che selezionasse anche quest'ultime. Questa operazione sarebbe facilitata da GALA poiché in uno dei file in output creati dal software viene mostrata la posizione di ogni riga nella curva di crescita e viene evidenziato il turn-off.

Nel file di input *autofl.param* è necessario fornire a GALA anche le informazioni utili ad operare la sigma rejection sulle righe, in modo da scartare, ad esempio, righe

che si discostano di 3 sigma dal valore mediano di abbondanza ottenuta.

Alla fine dell'analisi, i tre più importanti file che GALA crea in output per ogni stella sono:

- *nomestella*.PDF;
- *nomestella*.EW;
- *nomestella*.ABU;

Il file PDF è di grande rilevanza per l'analisi eseguita: oltre alla rappresentazione della posizione di ogni riga sulla sua curva di crescita, vi sono riportati una serie di grafici in cui si evidenzia l'abbondanza di ferro e la relativa incertezza in funzione di lunghezza d'onda (\AA), di $\log \frac{EW}{\lambda} - 3$ e del potenziale di eccitazione (χ_{EV}). Questi grafici sono un ottimo strumento per capire la correttezza del taglio in EW eseguito.

Nel file *nomestella*.ABU sono contenute le informazioni sul valore dell'abbondanza di ogni elemento trovato e la quantità di righe utilizzate da GALA per la sua derivazione, oltre all'errore associato. Infine, in *nomestella*.EW sono listate, per ogni stella, tutte le righe utilizzate con i relativi parametri principali quali l'abbondanza ed il potenziale di eccitazione.

La metallicità del modello di atmosfera viene assunta in base al valore medio di $[\text{Fe}/\text{H}]$ di ogni stella ($[M/H]$).

6.6 Procedura generale di analisi

Alla fine di questo primo ciclo di analisi spettrale con il metodo dell'EW, per ogni stella si ottiene una prima stima di abbondanza di ferro che, come riportato in precedenza, viene usata per vincolare la metallicità del modello di atmosfera. Per migliorare la precisione dell'analisi si decide quindi di ripetere l'analisi appena compiuta fornendo ad ogni stella un valore più preciso di metallicità globale iniziale.

In tutta la procedura di analisi spettrale viene applicato un enhancement degli elementi α di +0.4 per tutte le stelle con metallicità $[M/H] < -1.0$. Dunque, sia i sintetici che l'operazione di analisi spettrale, per questo tipo di stelle, sono fatti con questa puntualizzazione poiché nella galassia nana del Sagittario è atteso questo comportamento.

6.6.1 Autokur SLINE2

Per il secondo utilizzo di SLINE2, mirato alla creazione di linelist più adeguate, si sceglie di operare una suddivisione delle trentotto stelle studiate in tre gruppi di metallicità:

- Gruppo 1, con $[M/H] = -1.5$
- Gruppo 2, con $[M/H] = -1$

- Gruppo 3, con $[M/H] = -0.6$

La metallicità di una stella influisce in modo determinante sul numero totale di righe trovate nello spettro. La suddivisione in gruppi di metallicità mira sia alla creazione di linelist più accurate, sia ad evitare la creazione di una linelist per ogni stella: questa operazione, infatti, non fornirebbe un aumento di precisione tale da essere giustificato dal tempo impiegato per la sua esecuzione.

6.6.2 4DAO e GALA

Una volta ottenute le linelist corrette per ogni gruppo si prosegue fornendo queste all'algoritmo di 4DAO che, tramite DAOSPEC, le cerca e fitta negli spettri forniti e crea per ogni stella il corrispettivo file *nomedelfile.IN* da dare a GALA per la derivazione dell'abbondanza di ogni elemento trovato. Con GALA si ottiene, infine, una stima più corretta di tutti gli elementi trovati nell'iterazione precedente (effettuata con la linelist primaria).

Gli elementi trovati con questo approccio, seguendo cioè il metodo dell'EW, sono: Ferro neutro (FeI) e Ferro II (FeII), Ossigeno (O), Silicio (Si), Calcio (Ca), Scandio neutro (ScI), Titanio neutro (TiI) e Titanio II (TiII), Cromo neutro (CrI) e Cromo II (CrII), Nichel (Ni), Zinco (Zn), Zirconio (Zr), Cesio II (CeII), Praseodimio II (PrII), Neodimio II (NdII), Torio II (ThII), Ittrio neutro (YI), Magnesio (Mg) nelle metal-poor.

Tutti gli elementi che, contrariamente ai precedenti, sono stati segnalati come elementi afflitti da HFS, devono essere studiati con il metodo della sintesi. Per applicare questo metodo di analisi si utilizza il software SALVADOR.

6.7 SALVADOR

SALVADOR è un codice sviluppato da A.Mucciarelli presso il DIFA dell'Università di Bologna, volto ad ottenere abbondanze chimiche attraverso una minimizzazione del chi-quadro tra spettro osservati e spettro sintetici. Il programma, in questo lavoro, viene utilizzato per lo studio delle righe con una forma lontana da quella gaussiana, come quelle soggette a splitting iperfino (HFS). SALVADOR utilizza il codice SYNTHE di Autokur (Sezione 6.2.1) per la creazione dello spettro sintetico minimizzando il chi-quadro (χ^2) con quello reale nei dintorni della riga studiata. Per ogni riga studiata con SALVADOR, infatti, viene presa una finestra spettrale centrata nella riga stessa (la cui ampiezza in Å è scelta dall'utente) e vengono creati una serie di sintetici, in cui il solo elemento a variare in abbondanza è quello associato alla riga studiata. Il programma è dunque in grado di trovare l'abbondanza dell'elemento tale da ridurre i residui tra il sintetico creato e lo spettro reale. Questo processo viene effettuato per ogni riga fornita a SALVADOR. Per poter funzionare, il programma necessita di quattro input:

- il file *input.autofit*, in cui si specifica al programma il metodo di lavoro, come ad esempio il funzionamento in modalità interattiva oppure automatica;
- un file con nome arbitrario, da fornire ad *input.autofit*, contenente la lista degli spettri da studiare e le relative righe da analizzare;

- gli spettri normalizzati e riportati a velocità radiale nulla creati da *4DAO* (Sezione 6.4).
- la lista delle righe da cercare per ogni spettro.

Il programma quindi crea, per ogni riga, un sintetico con minimi residui ed associa all'elemento che crea la riga la relativa abbondanza.

Le liste di righe da cercare negli spettri con *SALVADOR* derivano dalla tre liste create per i tre gruppi in metallicità: viene scelto, cioè, di adottare anche per questa procedura la suddivisione in gruppi di metallicità delle stelle. Si utilizzano, quindi, le tre *linelist* create da *SLINE2* (6.2.2) a cui viene eseguita la sola selezione delle righe segnalate come afflitte da *HFS*.

Una specifica rilevante ma opzionale nel file *input.autofit* è associata al parametro *NORM*: questo permette di comunicare a *SALVADOR* se lo spettro è già normalizzato o necessita di una ulteriore operazione. In questo lavoro si decide di utilizzare l'opzione *NORM = 2*, che prevede la selezione di adeguate finestre di continuo selezionate in base agli spettri osservati e sintetici. Le finestre di continuo aiutano il programma ad allineare, possibilmente nei dintorni di ogni riga, il continuo dello spettro reale a quello sintetico, in modo da massimizzare la precisione di fit e la relativa stima dell'abbondanza dell'elemento.

Una volta terminato, il programma crea per ogni stella tre output:

- *nomespettro.PDF*, in cui viene mostrato il fit eseguito per ogni riga, come si può vedere in figura 6.7;
- *nomespettro.FIT*, contenente tutte le righe utilizzate e la relativa abbondanza ottenuta da queste;
- *nomespettro.AVE*, in cui viene mostrato, per ogni elemento trovato ed analizzato, il numero di righe utilizzate, l'abbondanza ottenuta e la sigma associata a quell'abbondanza.

È particolarmente rilevante il terzo file creato da *SALVADOR* perché permette di comprendere immediatamente la bontà della stima ottenuta di abbondanza di ogni elemento. Una sigma superiore allo 0.2, ad esempio, è sintomo dell'utilizzo di righe discrepanti tra loro e si necessita un'ulteriore selezione di queste in modo da studiare solo le più affidabili.

In questo lavoro si decide di utilizzare *SALVADOR* anche per quegli elementi che, pur non subendo lo *splitting* iperfino, hanno poche righe oppure quelle che hanno sono contaminate dal rumore (basso *SNR*). Un esempio significativo è l'Europio (Eu, numero atomico 63) che, pur avendo un *HFS* irrilevante, negli spettri studiati in questo lavoro è presente consistentemente solo nella riga a 6645Å.

Gli elementi trovati con il metodo della sintesi sono: Sodio (Na), Magnesio (Mg) solo per le metal rich tramite il tripletto, Alluminio (Al), Lantanio II (LaII), Scandio

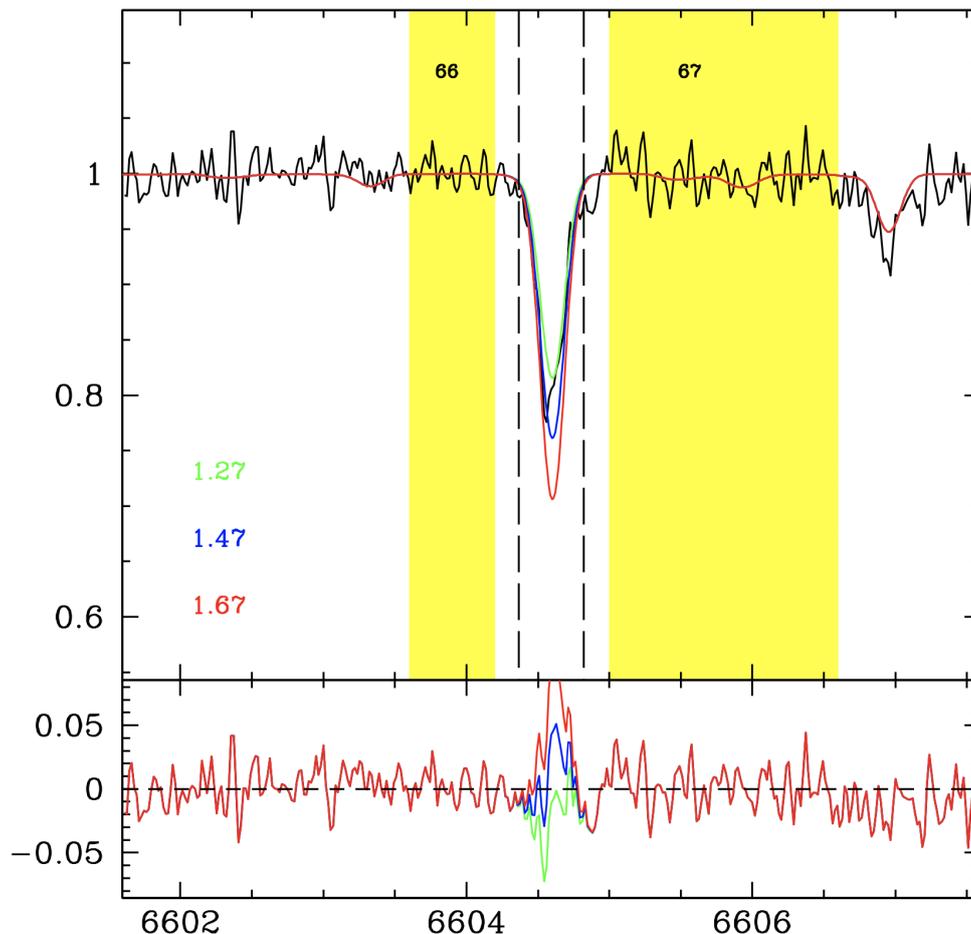


Figura 6.7: Output di SALVADOR in cui viene mostrato il fit eseguito su di una riga, in questo caso una riga di Scandio II a 6604Å.

II (ScII), Vanadio (V), Manganese (Mn), Cobalto (Co), Rame (Cu), Ittrio II (YII), Bario II (BaII) ed Europio II (EuII).

6.8 Peculiarità nello studio di alcuni elementi

Per alcuni elementi si è ritenuto necessario applicare un metodo di studio peculiare. Per tre elementi, Bario Magnesio ed Europio, è stato necessario selezionare le righe da utilizzare poiché tra le disponibili alcune si presentavano non idonee allo studio. Per altri due elementi, invece, è stato necessario stimare con degli upper limits (Alluminio) l'abbondanza in stelle per le quali l'analisi spettrale non ha prodotto risultati oppure correggere in modo diretto l'abbondanza derivata da Salvador (si veda Sezione 6.7).

Bario e Magnesio

Bario e Magnesio soffrono di problemi legati alla saturazione delle righe da utilizzare. Se una riga è saturata, la sua EW perde dipendenza dall'abbondanza a favore di altri

processi fisici (si veda Capitolo 3). Differentemente dagli altri elementi, quindi, è necessario operare una selezione nelle righe da utilizzare.

Per quanto riguarda il Bario si è ritenuto opportuno utilizzare, per ogni stella, la stessa ed unica riga ad una lunghezza d'onda di $\lambda = 5853.7\text{\AA}$. Questa riga è stata scelta in quanto, tra le due disponibili ($\lambda = 5853.7$; $\lambda = 6141.7\text{\AA}$), è la meno saturata in tutte le stelle analizzate. Per completezza, la stessa riga ed unica è stata utilizzata anche nello studio del Bario presente in NGC6752.

Differentemente, il Magnesio ha necessitato uno studio discriminando le stelle metal-poor da quelle metal-rich. Per le stelle con $[Fe/H] < -1.0$ la sola riga disponibile è a 5711\AA . Tale riga per giganti ad alta metallicità diventa totalmente saturata e, quindi, non sensibile alla reale abbondanza di Magnesio. Per stelle sopra $[Fe/H] \approx -1$ diventano visibili le righe del tripletto del Magnesio a $\lambda = 6319 - 19\text{\AA}$ (figura 6.8). Tali righe, pur essendo abbastanza deboli, risultano misurabili ed ancora lineari, in un regime di metallicità per il quale la riga di Magnesio a 5711\AA diventa saturata. Il tripletto del Magnesio è posizionato vicino ad una riga di auto-ionizzazione del Calcio, che può alterare il continuo locale delle righe di Magnesio. Per tenere conto di questo effetto è quindi preferibile analizzare tali righe utilizzando il metodo della spettro-sintesi.

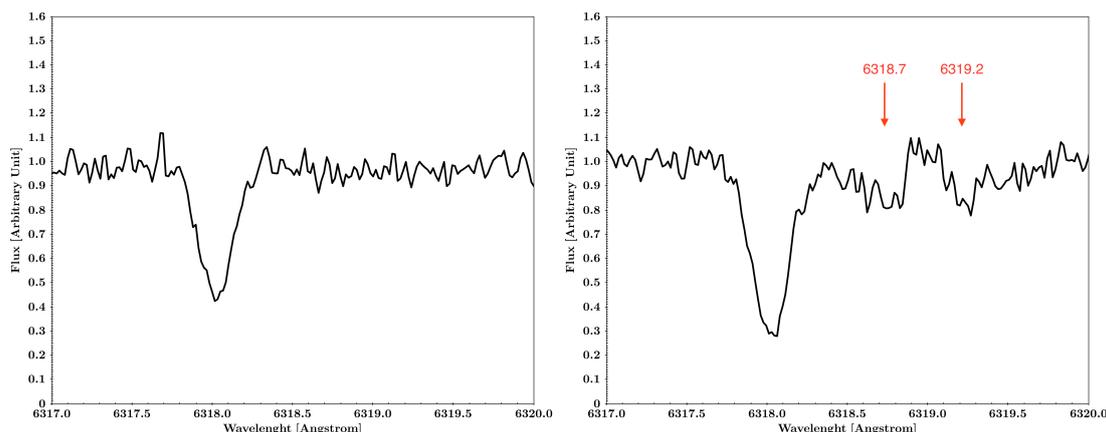


Figura 6.8: Tripletto del magnesio in una stella metal-poor (a sinistra) ed in una metal-rich (a destra) nel campione studiato in questo lavoro. Si evidenzia come nella stella più metallica sono ben visibili due delle tre righe di Magnesio, mentre nella stella metal-poor nessuna delle tre è visibile.

Alluminio

Per l'alluminio sono a disposizione due sole righe, corrispondenti al doppietto a $\lambda = 6318 - 6319\text{\AA}$. Poiché tali righe sono deboli, spesso non sono osservabili, a causa dei valori di metallicità/temperatura/abbondanza di Alluminio o per il SNR degli spettri. Per queste stelle sono stati derivati degli upper limits dell'abbondanza di Al confrontando lo spettro osservato con una griglia di sintetici a diverse abbondanze.

In questo modo è possibile capire il valore *massimo* di abbondanza di Alluminio necessario da permettere alle righe di uscire dal *SNR* dello spettro osservato e poter essere rilevate.

Correzioni NLTE per il Sodio

Il sodio è uno degli elementi che soffre maggiormente della condizione di Non-Local Thermal Equilibrium (NLTE) nell'atmosfera delle stelle. Poiché in questo lavoro viene usata l'assunzione di LTE in tutta la procedura di analisi spettrale, si ritiene necessario applicare una correzione sull'abbondanza ottenuta da ogni riga utilizzata di Sodio. Per farlo si utilizza una griglia di correzioni tabulate² con i quali, a partire dalla EW misurata di ogni riga, si deriva la correzione in abbondanza da applicarvi.

Per fare un esempio, presa la riga di Sodio a $\lambda = 6160.74\text{\AA}$ in una stella di $[Fe/H] = -1.1$, $T_{eff} = 4300\text{K}$, $\log g = 1.1\text{cm/s}^2$ e $v_{turb} = 1.6\text{km/s}$, una EW di 106mA fornirebbe un'abbondanza netta di $A_{LTE}(Na) = 6.027$, mentre la stessa riga corretta per NLTE fornisce un'abbondanza netta di $A_{NLTE}(Na) = 5.901$, che si tramuta in una differenza di abbondanza $[Na/Fe]$ di -0.751 , cioè un valore assolutamente non trascurabile.

Questa procedura viene applicata, solo per il Sodio, a tutte le stelle analizzate in questo lavoro (Sgr, M54, 47Tucanae ed NGC6752).

²Dati ottenuti dal database INSPECT, versione 1.0 (<http://www.inspect-stars.com/>).

6.9 Trattazione degli errori

Gli errori sui parametri fotometrici sono generalmente dominati dalle incertezze delle relazioni utilizzate. L'errore associato alla stima della T_{eff} è dominato dall'incertezza sulla relazione di conversione colore- T_{eff} utilizzata ($dT_{eff} = 80\text{K}$, si veda Mucciarelli et al. (2021)). Per ottenere il contributo dei parametri fotometrici all'errore su T_{eff} è stato fatto girare il programma di calcolo dei parametri stellari aggiungendo, a turno, l'errore ad ogni parametro (es. l'errore sulla fotometria di GAIA) calcolando la differenza di T_{eff} trovata dal valore corretto originale. Il contributo all'errore di T_{eff} da parte dell'incertezza sui parametri fotometrici e sul de-arrossamento (reddening) è piccolo ($dT_{eff} = 10\text{K}$), ma viene comunque sommato in quadratura al contributo precedente, per ottenere un errore medio di $dT_{eff} = \pm 90\text{K}$.

L'errore sul valore di $\log g$ è stato calcolato in modo analogo a quello di T_{eff} . Viene calcolato, per ogni stella, il valore di $\log g$ associato alla variazione di ogni parametro che entra nel suo calcolo e se ne fa la differenza dal valore corretto di $\log g$. Tutti queste differenze vengono poi sommate in quadratura per ottenere l'errore finale su $\log g$, che ha un valore medio di $d\log g = \pm 0.08\text{cm/s}^2$.

L'errore in v_{turb} viene calcolato sommando in quadratura l'errore medio sulla $\log g$ all'errore sul fit della relazione utilizzata (si veda relazione 5.8). L'errore su v_{turb} mediato su tutto il campione di stelle a disposizione vale $dv_{turb} = \pm 0.15\text{km/s}$.

Gli errori sulle abbondanze ottenute sono calcolati in modo differente dipendentemente dal metodo di derivazione dell'abbondanza utilizzato (metodo dell'EW oppure metodo della sintesi).

6.9.1 Errori con il Metodo dell'Equivalent Width

Gli errori trovati con il metodo dell'EW derivano dall'errore commesso dal programma sul fitting della riga. Come descritto precedentemente (si veda Sezione 6.4), il metodo della EW ha lo scopo di eseguire un fit Gaussiano di ogni riga spettrale ed associarle quindi la EW della funzione Gaussiana utilizzata. Per ogni riga studiata con DAOSPEC, ne viene fornito l'errore sulla EW misurata. Questa informazione viene scritta, per ogni riga, sul file di output creato da 4DAO il quale viene successivamente utilizzato da GALA (si veda Sezione 6.5) per la derivazione delle abbondanze e l'analisi degli errori. Così come viene associata all'EW di ogni riga la corrispettiva abbondanza, GALA fa il calcolo analogo sull'incertezza della EW di ogni riga e la tramuta in errore in abbondanza. Ne consegue che, alla fine dell'analisi spettrale con GALA, ad ogni elemento viene associata la propria abbondanza ed il relativo errore. Inoltre, a GALA viene fornito l'errore sui parametri fotometrici per ogni stella in modo da ottenere un errore sull'abbondanza il più completo possibile, ovvero che tenga di conto di tutte le sorgenti di errore di ogni stella. L'errore conclusivo medio, ottenuto mediando su tutti gli elementi e su tutte le stelle del campione, vale $dABU = \pm 0.11$.

6.9.2 Errori con il Metodo della Sintesi

Differentemente dal metodo precedente, il metodo della sintesi crea uno spettro sintetico, per ogni riga presa in esame, che minimizzi il chi-quadro con lo spettro osservato e ne associa l'abbondanza dell'elemento della riga studiata. Per ottenere gli errori sono stati utilizzati due approcci differenti dipendentemente dal numero di righe a disposizione per ogni elemento.

Per gli elementi per i quali si disponeva di una sola riga, sono stati creati 100 spettri sintetici, ognuno alla λ della riga di interesse, variando in ognuno il SNR e studiandolo con SALVADOR. In questo modo è stato possibile tenere in considerazione l'errore sulla misura fatto da SALVADOR.

Per gli elementi di cui si disponeva di più di una riga è stata applicata l'analisi con SALVADOR a tutte le stelle studiate variando singolarmente T_{eff} , $\log g$ e v_{turb} . Quindi si è trovata la differenza tra l'abbondanza reale di ogni elemento e quella derivata dalla variazione dei parametri stellari e se ne è fatta la somma in quadratura. L'errore conclusivo medio vale $dABU = \pm 0.10$.

Capitolo 7

Risultati

In questo capitolo vengono discussi i risultati ottenuti dall'analisi spettrale del campione di stelle a disposizione. Sono prese in esame 55 stelle in totale, di cui:

- 23 stelle appartenenti alla Galassia Nana del Sagittario;
- 12 stelle appartenenti all'Ammasso Globulare M54;
- 14 stelle appartenenti all'Ammasso Globulare NGC6752;
- 6 stelle appartenenti all'Ammasso Globulare 47Tucanae.

Nel grafico di ciascun elemento presentato, vengono mostrati i dati ottenuti da questo studio congiuntamente ai valori di letteratura per le stelle della MW (Barklem et al. (2005); Bensby et al. (2005); Bensby et al. (2014); Edvardsson et al. (1993); Fulbright (2000); Gratton et al. (2003); Reddy et al. (2006); Roederer et al. (2014); Amarsi et al. (2019) e Zhao et al. (2016)) in modo da poter fare un confronto con le stelle di Sgr, M54, 47Tucanae ed NGC6752.

I risultati vengono presentati sulla base della categoria di appartenenza di ogni elemento, ossia sulla base della propria origine.

7.1 Metallicità

Il campione di Sagittario mostra uno spread in metallicità maggiore del campione M54. In particolare, la distribuzione di $[Fe/H]$ del campione di Sgr va da $[Fe/H] = -1.8$ a $[Fe/H] = -0.5$, con un valore medio di $[Fe/H] = -1.1 \pm 0.15$ (figura 7.1).

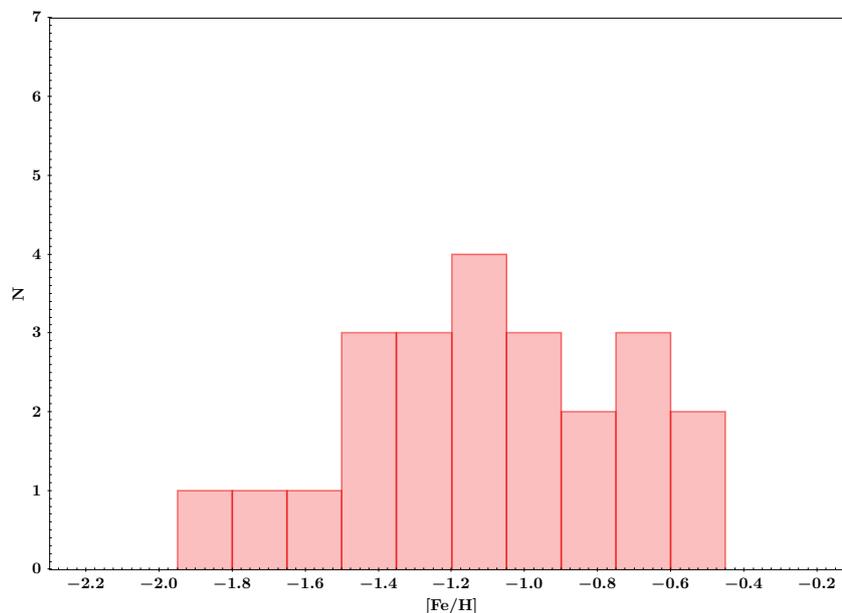
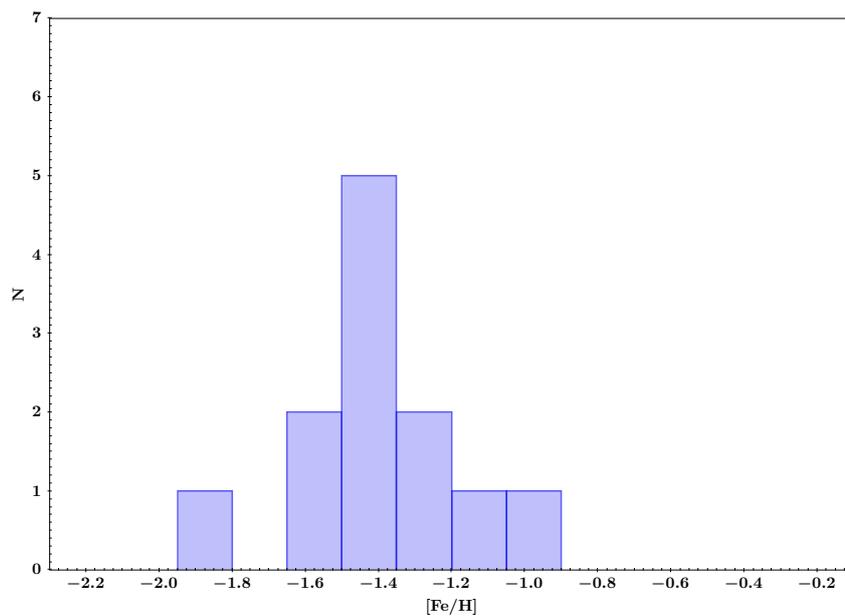
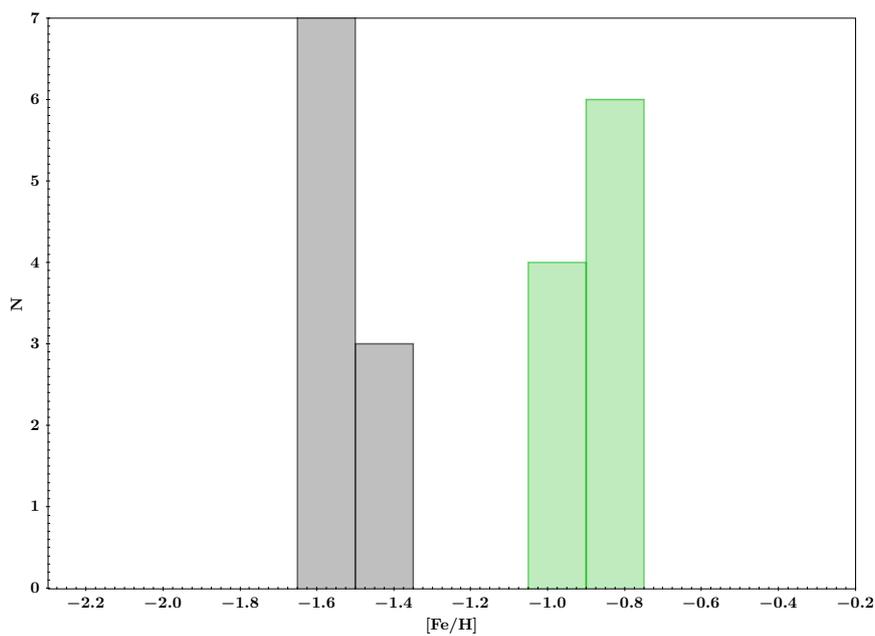


Figura 7.1: Distribuzione di $[Fe/H]$ del campione di Sagittario.

Anche M54 mostra stelle metal-poor di $[Fe/H] = -1.9$, come quelle appartenenti al campione di Sgr (figura 7.2); tuttavia, il suo spread è decisamente inferiore, con un valore massimo in metallicità di $[Fe/H] = -0.9$. La sua metallicità media è di $[Fe/H] = -1.4$, decisamente inferiore a quella di Sagittario.

Figura 7.2: Distribuzione di $[Fe/H]$ del campione di M54.

Infine, in figura 7.3 viene mostrata anche la distribuzione di metallicità sia del campione di NGC6752 che del campione 47Tucanae.

Figura 7.3: Distribuzione di $[Fe/H]$ del campione di NGC6752 e del campione di 47Tucanae.

7.2 Elementi α esplosivi

Per α -esplosivi sono intesi quegli elementi il cui canale principale di formazione è l'esplosione delle stelle progenitrici, stelle di grande massa ($M > 8M_{\odot}$), in supernove core-collapse. Gli elementi α esplosivi a cui si fa riferimento in questa sezione sono Silicio, Calcio e Titanio.

7.2.1 Silicio

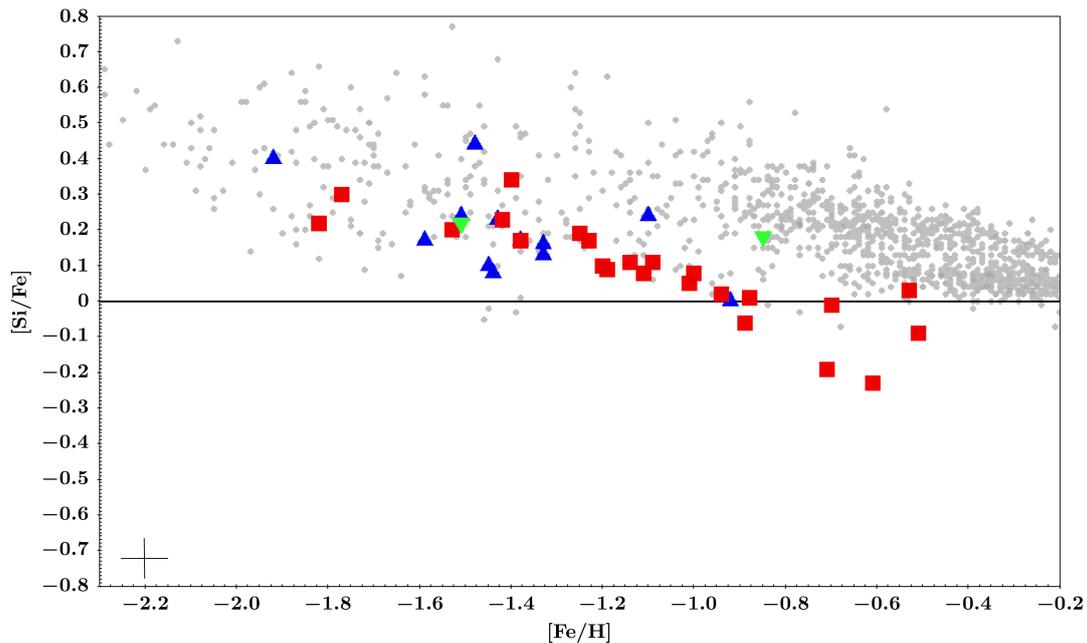


Figura 7.4: Evoluzione dell'abbondanza di $[Si/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. ; I triangoli blu rappresentano M54; I triangoli rovesciati verdi rappresentano NGC6752 e 47Tucanae; i punti grigi rappresentano la letteratura sulle stelle della MW; la linea nera orizzontale rappresenta il valore solare.

Il principale canale di produzione del Silicio sono le supernove core-collapse, poiché viene sintetizzato dalla combustione dell'Ossigeno. La sua abbondanza finale dipende però da diversi fattori in quanto può essere bruciato per la creazione di Calcio.

L'abbondanza di Silicio è stata misurata da circa 5 righe usando il metodo dell'EW.

Il campione Sgr mostra una chiara decrescita di $[Si/Fe]$ da valori sovra-solari $[Si/Fe] = +0.2$ per le stelle più metal-poor, fino a valori sotto-solari per le più metal-rich. Le stelle di M54, così come quelle di NGC6762, mostrano un valore simile di $[Si/Fe]$ alle stesse metallicità (figura 7.4).

Ad una metallicità di circa $[Fe/H] = -1.5$ tutti e tre gli oggetti studiati in questo lavoro hanno un valore molto simile di $[Si/Fe] = 0.25$, leggermente più basso di quello galattico. Si evidenzia anche come M54 e Sgr abbiano un valore medio di $[Si/Fe]$ che, ad aumentare della metallicità, si discosta maggiormente dal $[Si/Fe]$ galattico e dal valore di 47Tuc.

Si può affermare quindi che M54 e Sagittario condividono la stessa evoluzione di $[Si/Fe]$ rispetto a $[Fe/H]$.

7.2.2 Calcio

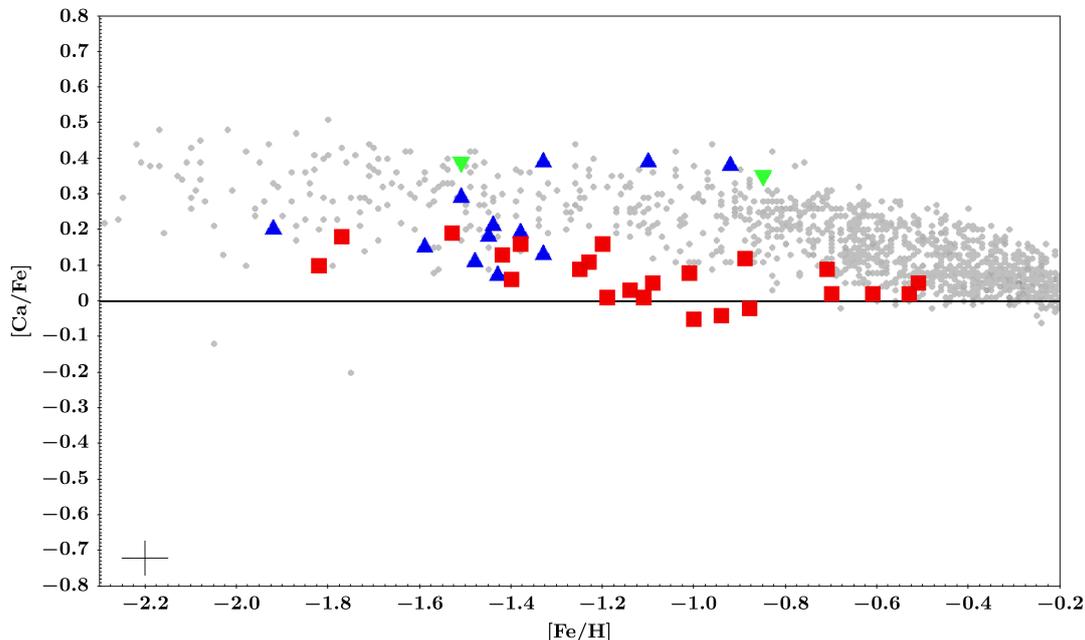


Figura 7.5: Evoluzione dell'abbondanza di $[Ca/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. I quadrati rossi rappresentano il campione di Sagittario. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

Il Calcio è prodotto tramite due canali di formazione differenti: supernove core-collapse e supernove termonucleari. Nelle core-collapse, che sono il principale sito di produzione di Calcio, viene prodotto dal bruciamento incompleto di Ossigeno e Silicio.

Per il Calcio, all'interno del campione a disposizione sono presenti molte righe da poter utilizzare. Le righe sono molte sia all'interno dello spettro *low* che in quello *up*. Per questo elemento è stato utilizzato il metodo dell'EW.

Per quasi tutte le stelle del campione il valore di abbondanza di $[Ca/Fe]$ si tiene superiore al valore solare (figura 7.5).

Le stelle di Sagittario mostrano una continua decrescita di $[Ca/Fe]$ all'aumentare della metallicità. Si evidenzia come l'andamento medio di $[Ca/Fe]$ in funzione della metallicità delle stelle di Sgr sia inferiore al valore Galattico, con un lieve calo all'aumentare della metallicità.

Di contro, le stelle di M54 si tengono sotto al valore medio galattico fino ad un regime di $[Fe/H] = -1.3$, al quale si mostra una risalita fino ad un valore medio di $[Ca/Fe] = 0.45$, superiore sia a quello galattico che a quello di Sagittario; questo è anche il valore medio di $[Ca/Fe]$ assunto sia da NGC6752 che da 47Tuc. L'abbondanza di Calcio di M54 e Sgr è molto simile per valori di $[Fe/H] < -1.4$.

Infine, così come per le stelle appartenenti alla MW, lo spread intrinseco di $[Ca/Fe]$ sembra aumentare al diminuire della metallicità sia per M54 che per Sagittario.

7.2.3 Titanio

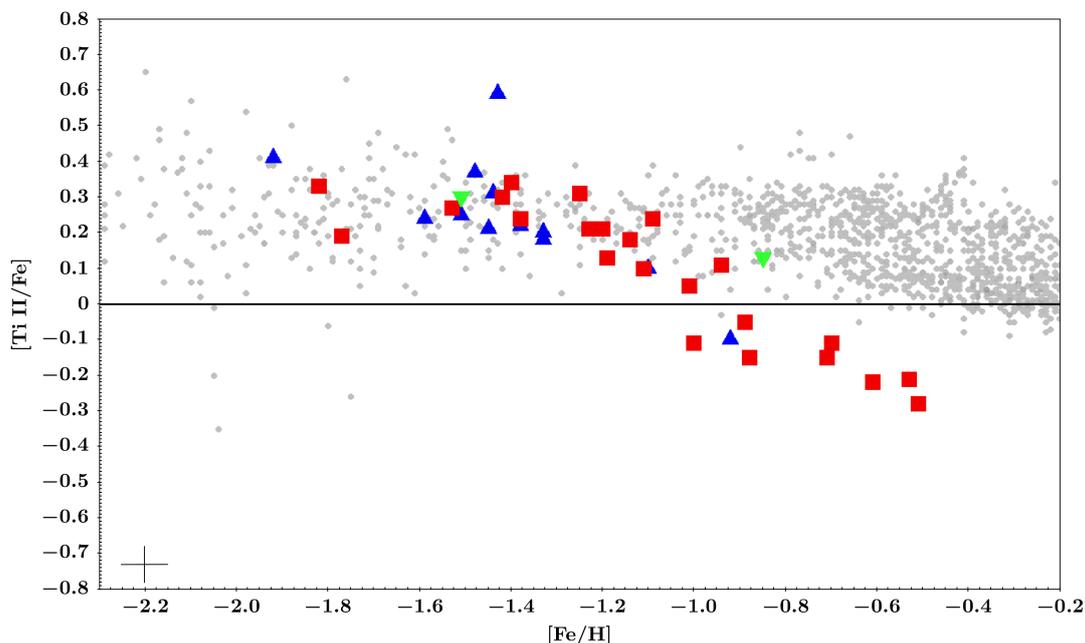


Figura 7.6: Evoluzione dell'abbondanza di $[Ti II/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

Il principale canale di formazione del titanio è l'esplosione delle supernove di tipo Ia. Tuttavia, può essere formato anche dalla combustione completa ed incompleta negli interni delle stelle di grande massa ($M > 8M_{\odot}$).

Per il Titanio sono presenti più di 15 righe, sia neutre che ionizzate. Molti lavori di letteratura hanno sottolineato come le righe di Titanio I possano essere affette da forti effetti NLTE non ancora ben conosciuti. Per questo si è deciso di utilizzare solo l'abbondanza da righe ionizzate.

La sequenza di Titanio II è molto diversa da quelle di Silicio e Calcio, sia in M54 che in Sagittario. Il ginocchio della distribuzione è ben identificabile ad una metallicità di $[Fe/H] = -1.4$. Le stelle di Sgr con metallicità inferiore a quella del ginocchio hanno un rapporto medio di $[Ti II/Fe] = 0.35$, evidentemente coerente sia con il valore medio galattico che con il valore medio assunto da NGC6752. Dopo il ginocchio, l'abbondanza Titanio cala (rispetto al valore di $[Fe/H]$) raggiungendo un minimo di $[Ti II/Fe] = -0.2$, inferiore al valore medio galattico ed a quello di 47Tuc. Tendenzialmente, l'andamento osservato nella distribuzione di $[Ti/Fe]$ in Sgr ha uno spread molto basso. Si evidenzia inoltre che ad una metallicità di $[Fe/H] = -1$ l'abbondanza di $[Ti/Fe]$ rispetto a $[Fe/H]$ diventa sotto-solare.

Il campione di M54 mostra una chiara similitudine, nell'evoluzione di $[Ti/Fe]$, con le stelle di Sgr (e quindi sia con il valore medio galattico che con il valore medio di NGC6752).

7.3 Elementi α idrostatici

Gli elementi α idrostatici sono quegli elementi il cui canale di formazione principale è la combustione idrostatica negli strati interni delle stelle di grande massa durante la loro normale fase evolutiva. In questo lavoro gli elementi α idrostatici presi in esame sono Ossigeno e Magnesio.

7.3.1 Ossigeno

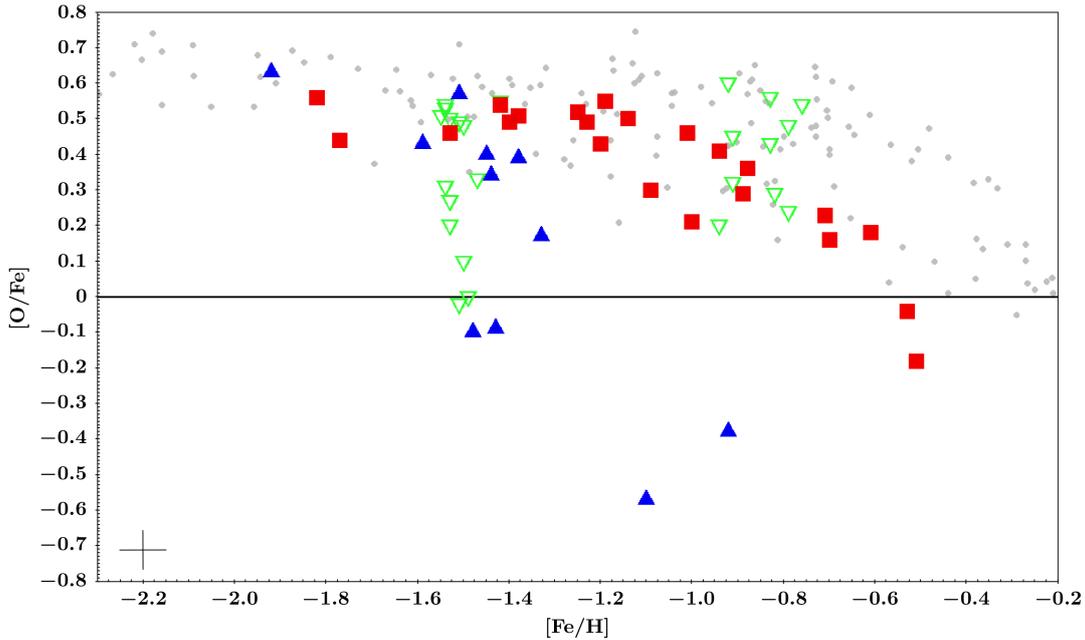


Figura 7.7: Evoluzione dell'abbondanza di $[O/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

L'Ossigeno è un elemento α puro. Il suo unico canale di produzione sono le stelle di grande massa ($M > 8M_{\odot}$), con un picco di produzione per le stelle attorno a $30 - 35M_{\odot}$. Le stelle di Sgr presentano un valore costante di $[O/Fe]$ ($\approx +0.5$ dex) fino a $[Fe/H] \approx -1.1 / -1.2$ dex, mentre per metallicità maggiori $[O/Fe]$ cala significativamente fino a valori sotto-solari. Questo andamento è quello classico osservato per gli elementi $[\alpha/Fe]$, dove il ginocchio indica la metallicità per cui il contributo delle SNIa all'arricchimento chimico diventa rilevante (quindi con una sovrapproduzione di Ferro e in questo caso nessuna produzione di Ossigeno).

In tutto il campione studiato viene utilizzata solo la riga a 6300\AA , studiata con il metodo dell'EW per la forma pulita assunta in tutti gli spettri a disposizione.

Come si può vedere in figura 7.7, l'abbondanza di $[O/Fe]$ per le stelle di M54 mostra un trend differente da quella del campione di Sagittario. Le stelle di Sagittario mostrano un ginocchio ad una metallicità di $[Fe/H] = -1.2$, prima del quale hanno un valore costante di $[O/Fe] = 0.5$. Questo trend è compatibile con quello osservato nelle stelle della MW ed ha uno scatter molto piccolo. Di contro, per metallicità superiori a quella del ginocchio, il rapporto di $[O/Fe]$ nelle stelle di Sagittario cala

all'aumentare del loro $[Fe/H]$ ma resta compatibile a quella di 47Tuc alla stessa metallicità.

M54 mostra un comportamento molto diverso a causa della presenza di MPs, cioè sotto-popolazioni stellari arricchite da materiale processato dal ciclo CNO e che rappresentano una caratteristica distintiva degli ammassi globulari. Circa metà delle stelle di M54 mostrano un valore di $[O/Fe]$ compatibile con quello della MW e delle stelle più ricche di Ossigeno in NGC6752 (anch'esso affetto da MPs). Alla metallicità media di M54, tre stelle mostrano un valore più basso di $[O/Fe]$, segno che tali stelle sono state impoverite di Ossigeno a causa del ciclo Ne-Na. Infine le due stelle più metal-rich associate a M54 risultano significativamente povere di Ossigeno, molto più delle stelle di Sgr alla stessa metallicità. Come sarà confermato anche dall'abbondanza di Sodio (sezione 7.4.1), questo dimostra che tali stelle appartengono sicuramente ad M54, in quanto mostrano un pattern chimico tipico degli ammassi globulari (e non di Sgr).

L'anti-correlazione Na-O contamina anche i campioni di riferimento di NGC6752 e 47Tuc, come si può vedere in figura 7.7. Si evidenzia, tuttavia, come il maggior numero di stelle di NGC6752 abbia un valore di $[O/Fe]$ simile a quello che hanno anche M54 e Sgr in quel range di $[Fe/H]$.

Tutti e tre gli oggetti studiati in questo lavoro mostrano un valore medio di $[O/Fe]$ sotto galattico in ogni range di metallicità a disposizione.

7.3.2 Magnesio

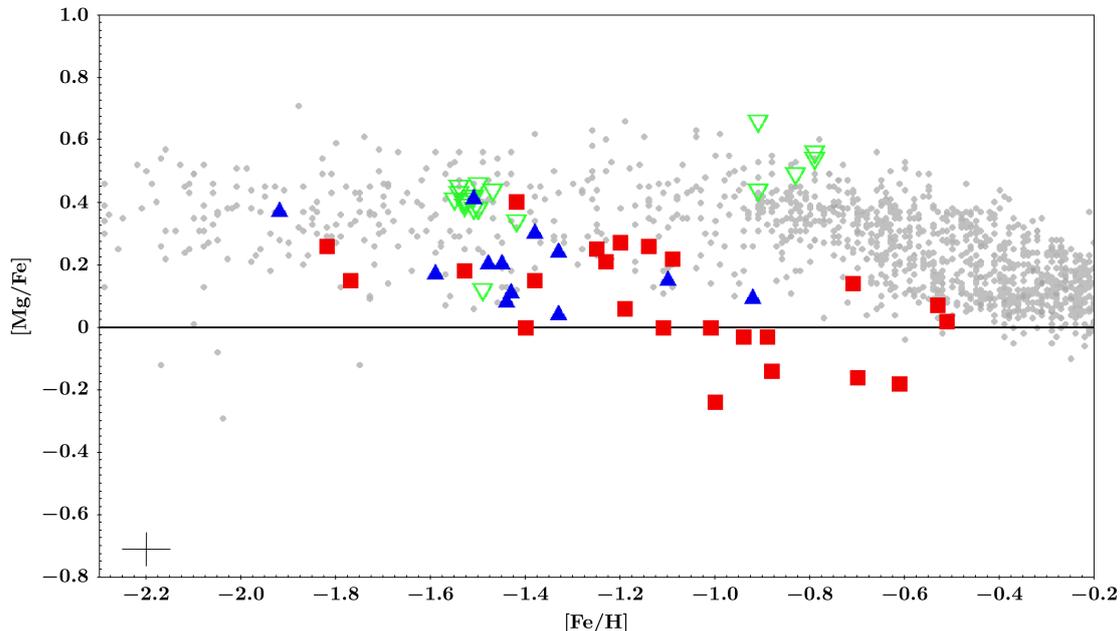


Figura 7.8: Evoluzione dell'abbondanza di $[Mg/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

Il Magnesio, come l'Ossigeno, è un elemento α puro. Viene formato solo dalle stelle di grande massa (stesso picco di produzione dell'ossigeno) e quindi espulso dalle supernove core collapse. Per questo, come per l'Ossigeno, il Magnesio è collegato in modo diretto con la formazione stellare.

Come si osserva in figura 7.8, il campione di Sgr ha valori di $[Mg/Fe]$ sempre più bassi di quelli Galattici ed, in particolare, più bassi dei valori di $[Mg/Fe]$ di NGC6752 e 47Tuc alla stessa metallicità. Si ricorda che NGC6752 e 47Tuc sono due ammassi globulari galattici, ed in quanto tali mostrano valori di abbondanze genericamente compatibili con la MW. L'andamento di $[Mg/Fe]$ di Sgr mostra un certo scatter, probabilmente dovuto all'uso di poche righe di metodi diversi (si veda Sezione 6.8). Il ginocchio nella distribuzione del campione di Sagittario è identificabile ad una metallicità di circa $[Fe/H] = -1.3 / -1.2$ dex. Se prima del ginocchio l'abbondanza di Magnesio si mantiene costante a $[Mg/Fe] = 0.2 / 0.3$, dopo questo si ha un calo proporzionale alla metallicità delle stelle.

Entro la dispersione misurata, M54 sembra compatibile con Sgr. Si ricorda che la dispersione di $[Mg/Fe]$ in M54 potrebbe essere dovuta anche alle MPs, che possono mostrare variazioni di Mg come visibile in una stella di NGC6752 (la più povera in Magnesio del campione).

M54 e Sagittario mostrano, dunque, un trend di $[Mg/Fe]$ costantemente sotto al valore medio galattico e questa differenza aumenta all'aumentare della metallicità.

7.4 Elementi *light odd-Z*

Sodio e Alluminio sono prodotti principalmente da stelle massive, con un contributo marginale dalle stelle di Asymptotic Giant Branch (AGB). Negli ammassi globulari, tuttavia, le stelle di AGB sono considerate i principali "polluters", cioè le stelle in grado di inquinare l'ammasso e produrre forti variazioni da stella a stella negli elementi leggeri. Si ritiene che questi elementi siano prodotti nella fase di AGB grazie al ciclo CNO, e che il gas di queste stelle venga trattenuto nell'ammasso globulare portando ad un nuovo burst di formazione stellare.

7.4.1 Sodio

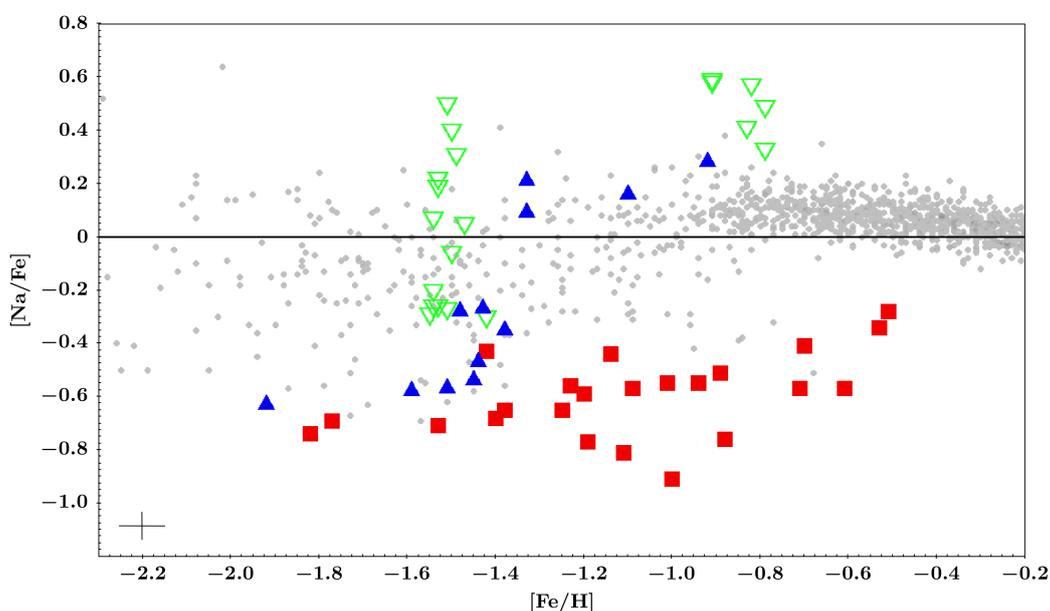


Figura 7.9: Evoluzione dell'abbondanza di $[Na/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

Il Sodio viene prodotto principalmente dalle stelle di massa superiore alle $8M_{\odot}$, durante la combustione idrostatica di Carbonio. Esiste anche un secondo possibile canale di formazione, legato al ciclo Na-Ne durante la combustione dell'Idrogeno nel ciclo CNO (questo canale diventa importante negli ammassi globulari perché è responsabile delle MPs). Infine, anche se in minima parte, viene formato dai processi *s* negli interni stellari.

Le stelle di Sgr mostrano a tutte le metallicità valori di $[Na/Fe]$ significativamente sotto-solari, con $[Na/Fe] \approx -0.7$ ed un aumento per $[Fe/H] > -1.0$, pur non raggiungendo mai i valori solari osservati nelle stelle di MW di simile metallicità (figura 7.9).

In figura 7.9 si può anche evidenziare come sotto $[Fe/H] = -1.5$ il campione di M54 sia sopra a quello di Sgr di circa 0.1 dex. Sopra $[Fe/H] = -1.5$ il campione M54 è evidentemente arricchito in $[Na/Fe]$. Questi valori riflettono sempre il fenomeno delle MPs già discusso per l'Ossigeno. I valori così elevati di $[Na/Fe]$ delle stelle

7.4.2 Alluminio

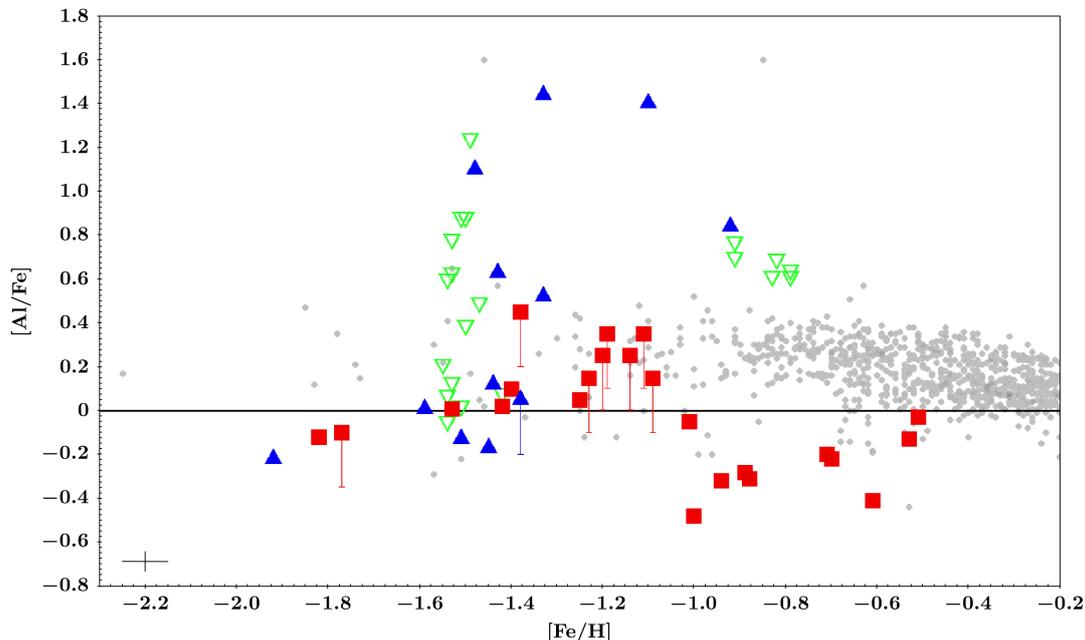


Figura 7.11: Evoluzione dell'abbondanza di $[Al/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

Come il Sodio, l'Alluminio si può formare sia all'interno di stelle massicce ($M > 8M_{\odot}$) per combustione idrostatica del Carbonio, sia all'interno di stelle con $M < 8M_{\odot}$ in AGB durante la combustione di Idrogeno dalla catena Mg-Al. Questa catena è responsabile dell'anti-correlazione Mg-Al osservata negli ammassi globulari.

La descrizione dell'andamento di $[Al/Fe]$ in Sgr e M54 è complicata dal fatto che per molte stelle le righe di Alluminio disponibili non erano visibili (a causa dei valori di abbondanza e temperature delle stelle) e quindi sono forniti solo upper limits (si veda la sezione 6.8). Nonostante questo, è chiaro come le stelle di Sgr con $[Fe/H] > -1$ dex hanno valori sotto solari di $[Al/Fe]$, più bassi di quelli di MW per stelle più metalliche (figura 7.11).

M54 mostra, nel regime di $[Fe/H] < -1.5$, un'abbondanza media analoga a quella di Sagittario. La stella più metal-poor di M54 ha un'abbondanza di Alluminio compatibile con il valore medio tenuto dalle stelle di Sagittario. Tuttavia, per valori di $[Fe/H] > -1.5$, il campione è fortemente contaminato dall'anti-correlazione Magnesio-Alluminio tipica degli ammassi globulari, come osservato anche in NGC6752 e 47Tuc (figura 7.11).

Oltre a mostrare una forte anticorrelazione Mg-Al analoga a quella osservata in M54, NGC6752 contiene un numero ristretto di stelle con valori di $[Al/Fe] = 0.0$, leggermente superiore al valore medio di Sagittario ed al valore medio delle stelle metal-poor di M54.

7.5 Elementi Iron-Peak

Gli elementi Iron-Peak sono elementi generati sia dalle SNIa che da supernove core-collapse (sia supernove di tipo II che ipernove). All'interno di questo gruppo ci sono tuttavia elementi che hanno un canale di formazione preferenziale tra i due menzionati precedentemente. Gli elementi analizzati sono Scandio, Vanadio, Cromo, Manganese, Rame, Zinco e Nichel.

7.5.1 Scandio

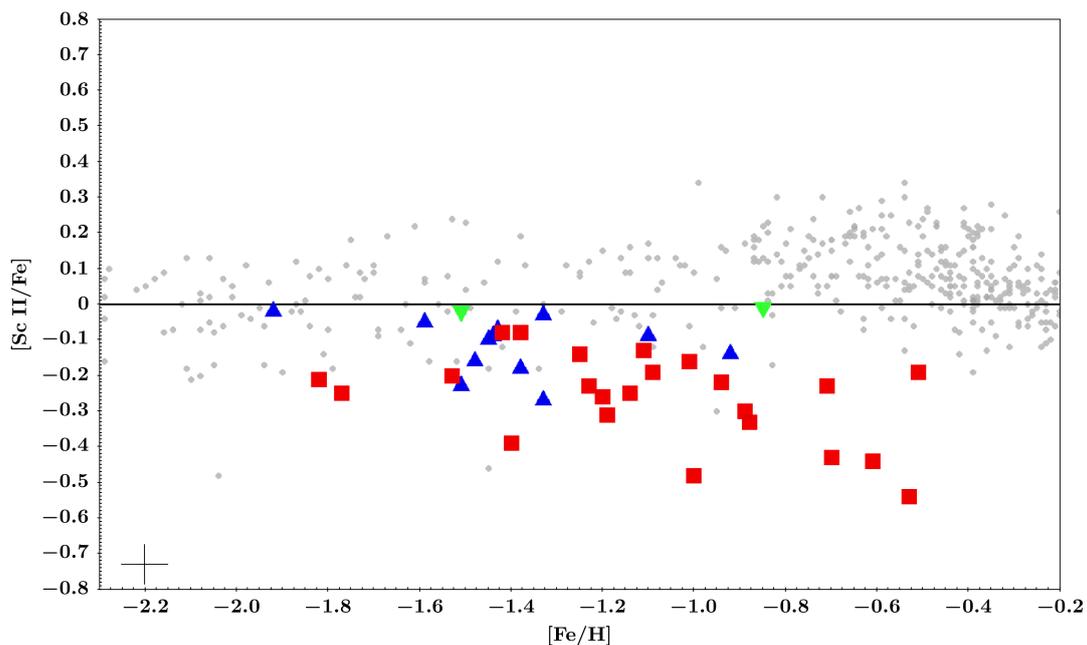


Figura 7.12: Evoluzione dell'abbondanza di $[Sc II/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

Lo Scandio viene principalmente formato negli strati più interni delle stelle massive e liberato dalle supernove collapse. In particolare, può formarsi sia dal bruciamento del Neon che dalla combustione esplosiva di Ossigeno e Silicio, come avviene per il Titanio.

Il campione di Sagittario mostra un'abbondanza di $[Sc/Fe]$ sotto il valore medio galattico e sotto solare ad ogni metallicità, come si può osservare in figura 7.12. Il trend osservato è lievemente decrescente, cioè l'abbondanza di $[Sc/Fe]$ cala poco all'aumentare della metallicità nelle stelle di Sagittario. Ad una metallicità di $[Fe/H] = -1.4$ si può osservare uno spread in $[Sc/Fe]$ di circa 0.3 dex, mentre a metallicità maggiori questo spread sembra diminuire per poi risalire al valore precedente per metallicità $[Sc II/Fe] > -0.8$.

Ad ogni metallicità, il campione di M54 si tiene mediamente sopra il valore medio di Sagittario ma sotto quello galattico e solare. Tendenzialmente si osserva una decrescita dell'abbondanza di $[Sc/Fe]$ all'aumentare della metallicità delle stelle di M54. Il trend di $[Sc/Fe]$ osservato in M54 ha uno spread molto basso tranne che in un range di metallicità di $-1.6 < [Fe/H] < -1.2$, dove sono presenti stelle con simile metallicità ma abbondanza di Scandio molto diversa. In questo range di metallicità lo scatter in $[Sc/Fe]$ arriva ad un valore di circa 0.3 dex, simile a come accade in Sgr.

Sia Sagittario che M54 hanno un valore di $[Sc/Fe]$ più basso di circa 0.2 dex da quello di NGC6752 a simili metallicità ed un valore più basso di circa 0.3 dex rispetto a 47Tuc.

NGC6752 e 47Tuc hanno un valore medio di $[Sc/Fe]$ compatibile con quello solare.

7.5.2 Vanadio

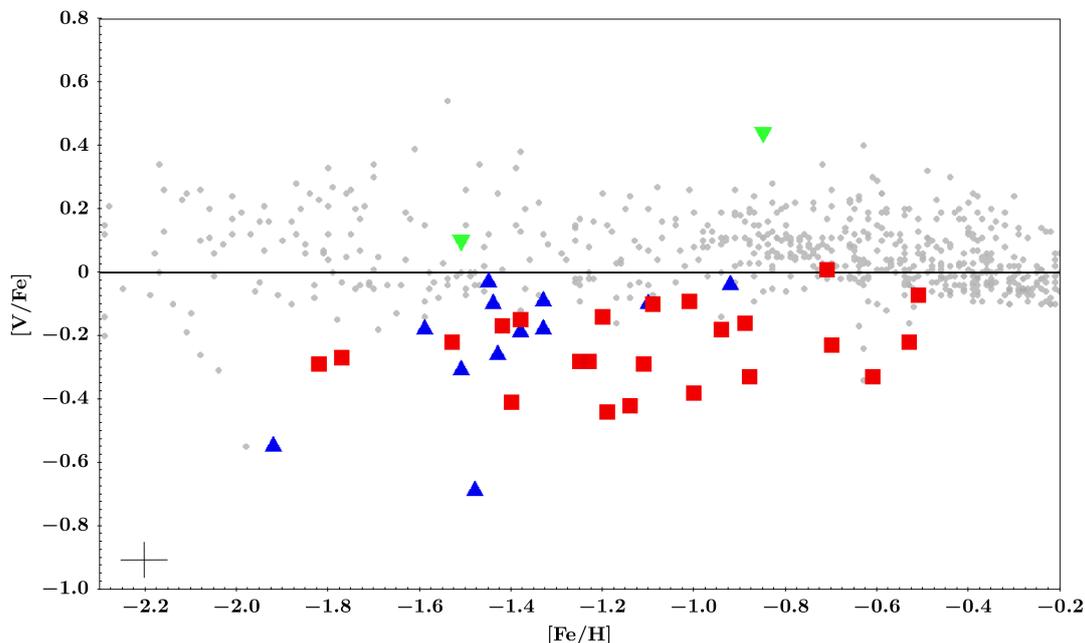


Figura 7.13: Evoluzione dell'abbondanza di $[V/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

Il Vanadio può essere sintetizzato sia dalla combustione incompleta del Silicio durante la fase esplosiva delle stelle di grande massa ($M > 8M_{\odot}$) che dalle supernove di tipo Ia, anche se quest'ultimo è un contributo secondario rispetto al primo.

Il campione di Sgr mostra valori sotto-solari di $[V/Fe]$ ad ogni metallicità, rimanendo sempre al di sotto sia del valore galattico che del valore medio di NGC6752. 47Tuc, invece, ha un valore medio più alto della MW. Il valore medio di $[V/Fe]$ delle stelle di Sagittario è crescente con la metallicità.

M54 mostra valori compatibili con quelli di Sgr, ma l'abbondanza media di $[V/Fe]$ è superiore a quella di Sgr di circa 0.1 dex. Anche M54 ha comunque un valore medio costantemente sotto-solare e sotto al valore medio galattico. Le stelle di MW mostrano un valore pressoché costante di $[V/Fe]$ a tutte le metallicità, senza trend evidenti e con un valore medio, compatibile con quello assunto da NGC6752, di circa $[V/Fe] = 0.1$.

L'abbondanza media di $[V/Fe]$ in Sgr ed M54 aumenta con l'aumentare della metallicità. Si evidenzia infatti come la differenza tra il valore medio di $[V/Fe]$ galattico e quello di M54/Sgr sia di 0.4 a $[Fe/H] = -1.5$, ma solo di 0.2 a $[Fe/H] = -0.6$.

7.5.3 Cromo

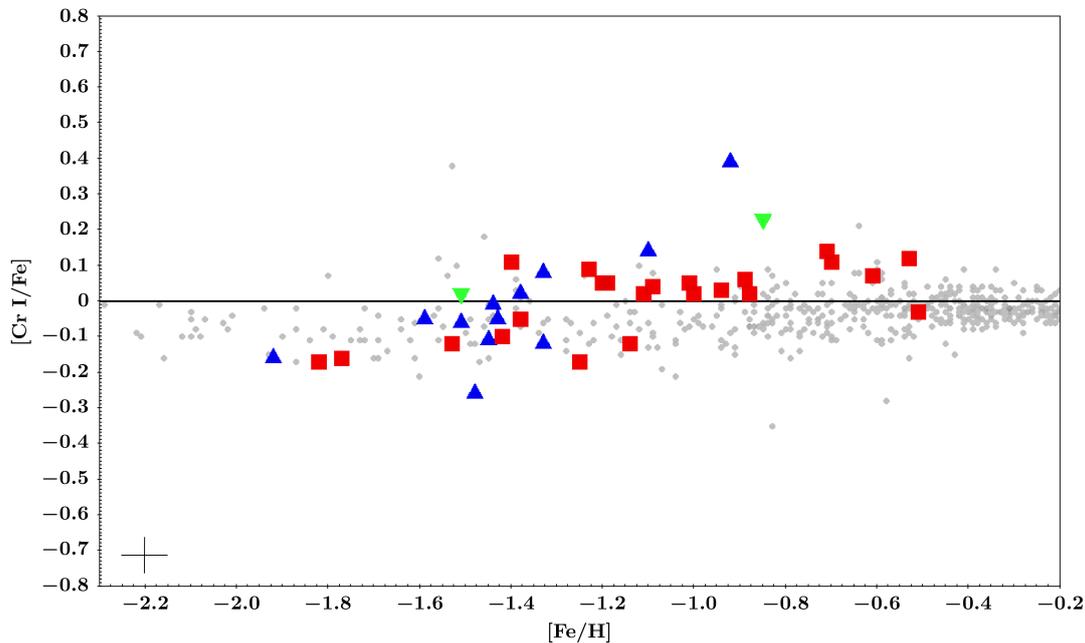


Figura 7.14: Evoluzione dell'abbondanza di $[Cr I/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

Il principale sito di produzione del Cromo sono le supernove di tipo Ia a causa della combustione in ambiente esplosivo del Silicio, anche se una piccola frazione può essere prodotta da SN core-collapse.

In figura 7.14 si può osservare come il valore di $[Cr/Fe]$ sia crescente all'aumentare della metallicità nelle campione di Sagittario. Eseguendo un fit lineare sulle stelle di Sgr, si potrebbe osservare come il valore medio di $[Cr/Fe]$ passi dall'essere sotto-solare all'essere sopra-solare ad una metallicità di circa $[Fe/H] = -1.2$. Per metallicità inferiori, l'abbondanza media è congruente con quella galattica, mentre oltre $[Fe/H] = -1.2$ diventa superiore al valore medio galattico e simile al valore di NGC6752. Il trend di abbondanza di $[Cr/Fe]$ contro $[Fe/H]$ mostra uno scatter più pronunciato nella zona centrale (rispetto allo scatter nelle estremità), ad una metallicità di circa $[Fe/H] = -1.3$.

M54 mostra un comportamento simile a quello di Sagittario, essendo sotto-solare e sotto il valore medio galattico per $[Fe/H] < -1.4$, per poi risalire assumendo valori simili a quelli di 47Tuc. Tuttavia, ipotizzando di eseguire un fit lineare sulle sole stelle di M54, si osserverebbe la retta incrociare l'asse orizzontale (valore solare) ad una metallicità di circa $[Fe/H] = -1.4$, leggermente inferiore a quella che verrebbe trovata per il Sagittario.

7.5.4 Manganese

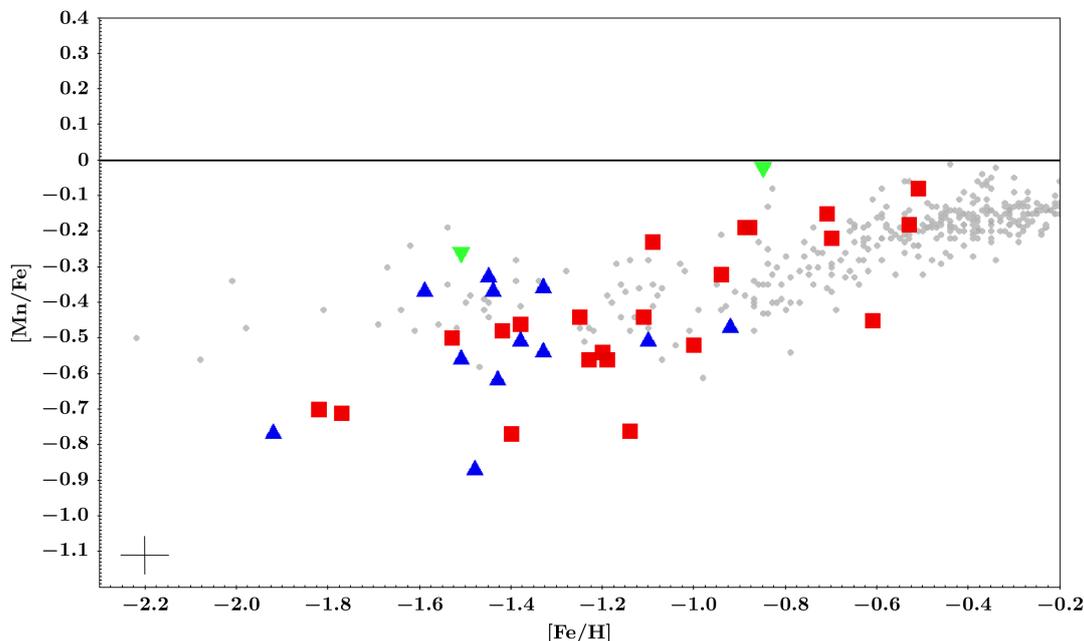


Figura 7.15: Evoluzione dell'abbondanza di $[Mn/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

La vera provenienza di questo elemento è ancora incerta. È di comune accordo che il Manganese sia prodotto, nelle supernove di tipo Ia, dalla combustione in ambiente esplosivo del Silicio. Cescutti et al. (2008) ha dimostrato come, per riprodurre l'andamento dell'abbondanza di manganese sia nella MW che in Sagittario, sia necessario utilizzare modelli di evoluzione chimica in cui la produzione di Manganese dalle SNIa dipende dalla metallicità dei progenitori.

Il campione di Sgr mostra valori medi di $[Mn/Fe]$ crescenti con la metallicità, con uno scatter medio di 0.3 dex. Tutte le stelle mostrate in figura 7.15 hanno un'abbondanza di $[Mn/Fe]$ sotto solare, comprese le stelle della MW e quelle di NGC6752. Il campione di 47Tuc è l'unico ad essere praticamente solare. Per metallicità di $[Fe/H] > -1$, l'abbondanza media di $[Mn/Fe]$ del campione di Sgr si mantiene superiore a quella galattica. Di contro, per metallicità inferiori, si evidenzia come l'abbondanza di $[Mn/Fe]$ assuma un valore medio leggermente più basso di quello galattico che, invece, si mantiene costante a $[Mn/Fe] = -0.4$. Il valore medio assunto dal campione di NGC6752 è di $[Mn/Fe] = -0.1$ e resta più alto sia di Sgr che della MW.

M54 mostra un'abbondanza media di $[Mn/Fe]$ crescente con la metallicità ed ha uno scatter più importante di quello di Sgr, di circa 0.5 dex. Nonostante questo, si evidenzia come il valore medio di $[Mn/Fe]$ sia compatibile con quello della MW, restando più alto di 0.1 dex rispetto a quello di Sagittario.

7.5.5 Rame

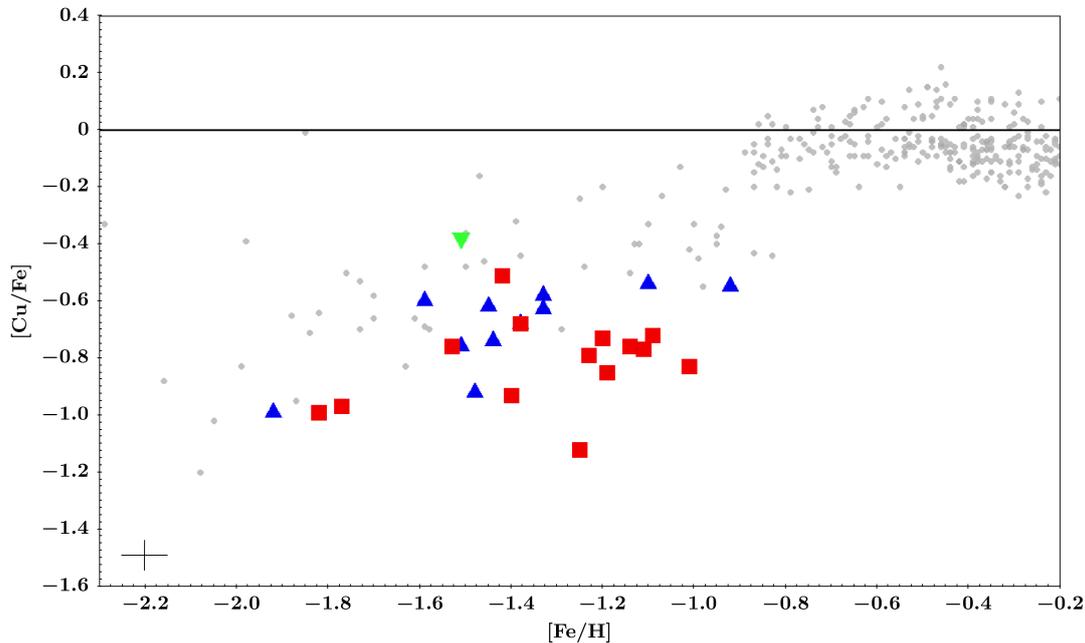


Figura 7.16: Evoluzione dell'abbondanza di $[Cu/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

Il Rame viene formato primariamente da stelle massive con $M > 8M_{\odot}$ attraverso processi s (Romano and Matteucci (2007)). In queste stelle, il Rame si forma durante la combustione dell'Elio nel core e del carbonio nella shell, oppure si può formare anche durante la fase esplosiva della stella dalla combustione del Neon. Un contributo minoritario alla sua produzione proviene da stelle AGB e SNIa.

Per lo studio del Rame si è scelto di utilizzare la sola riga ritenuta affidabile a 5105\AA . Questa riga viene studiata con il metodo della sintesi perché soffre sia di HFS che di splitting isotopico. Nelle stelle a più alta metallicità (sia di Sgr che di 47Tuc) la riga risulta satura ed è stata quindi scartata.

Le stelle di Sgr e M54 mostrano valori di $[Cu/Fe]$ significativamente sotto-solari. L'andamento sembra ribattere bene con quello galattico. Il campione di Sgr mostra un certo scatter nel trend di $[Cu/Fe]$, che si accentua nel range di metallicità di $-1.6 < [Fe/H] < -1.2$. Questo scatter si riscontra anche in M54. Per valori di $[Fe/H] > -1.2$, lo scatter di $[Cu/Fe]$ osservato nelle stelle di Sgr è molto piccolo (circa 0.05 dex) e l'abbondanza si mantiene costante a $[Cu/Fe] = -0.8$.

È importante però notare come NGC6752 (analizzato con la stessa procedura, quindi eliminando i principali sistematici tra le analisi) ha valori significativamente più alti di Sgr e M54 alla stessa metallicità, di circa $[Cu/Fe] = -0.4$. Questo sembra indicare come l'abbondanza di Rame sia inferiore in Sgr rispetto a MW.

7.5.6 Zinco

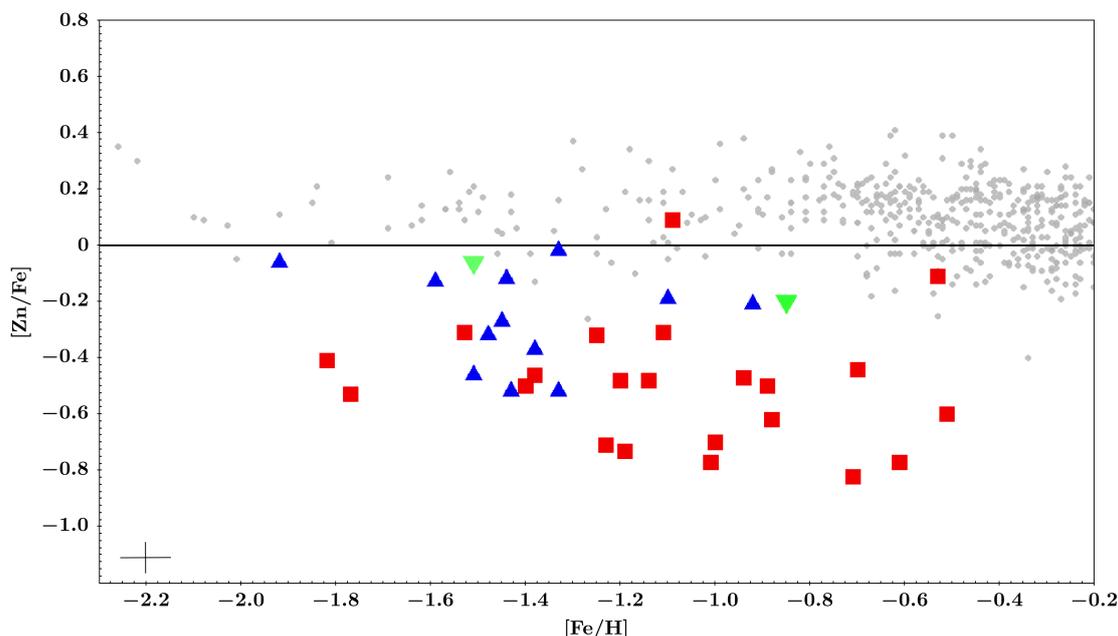


Figura 7.17: Evoluzione dell'abbondanza di $[Zn/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

Lo Zinco è prodotto principalmente da ipernove, ovvero esplosioni di stelle massive (con masse $M > 30 - 35M_{\odot}$) più energetiche di circa un fattore 10 rispetto alle normali supernove. La sua abbondanza quindi è un ottimo tracciante del contributo delle stelle con massa elevata.

Lo Zinco è stato studiato, in tutte le stelle analizzate, tramite la sola riga utile nel range spettrale a disposizione ad una lunghezza d'onda di 4810Å.

Il campione di Sagittario mostra un'abbondanza media di $[Zn/Fe] = -0.4$, significativamente inferiore a quella galattica, come si vede in figura 7.17. Il trend, pur essendo piuttosto scatterato a causa dell'utilizzo di una sola riga spettrale, mostra una decrescita di $[Zn/Fe]$ con l'aumentare della metallicità. Dato che, come si vede in figura 7.17, la MW ha un trend piuttosto costante ad un valore medio di $[Zn/Fe] = 0$, la differenza tra il valore medio di $[Zn/Fe]$ di Sgr e della MW aumenta con la metallicità. In particolare, per metallicità inferiori a $[Fe/H] = -1.4$ la differenza del valore medio di $[Zn/Fe]$ con la MW è di circa 0.4 dex, mentre le stelle metal-rich di Sgr hanno un'abbondanza media di $[Zn/Fe]$ di 0.6 dex inferiore a quella galattica.

Anche in M54 si osserva, come in Sgr, un'abbondanza media di $[Zn/Fe]$ costantemente sotto-solare e sotto il valore medio di 47Tuc. Il trend si mostra decrescente con la metallicità, come osservato anche in Sgr. Tuttavia, il valore medio di $[Zn/Fe]$ è più alto di 0.3 dex rispetto a quello di Sagittario su tutto il range di metallicità. Il trend di $[Zn/Fe]$ osservato in M54 ha uno scatter di 0.4 dex solo in un range di metallicità di $-1.6 < [Fe/H] < -1.3$. Per $[Fe/H] < -1.6$ si osserva nelle stelle di M54 un valore medio di $[Zn/Fe] = -0.05$, compatibile con il valore assunto da NGC6752.

7.5.7 Nichel

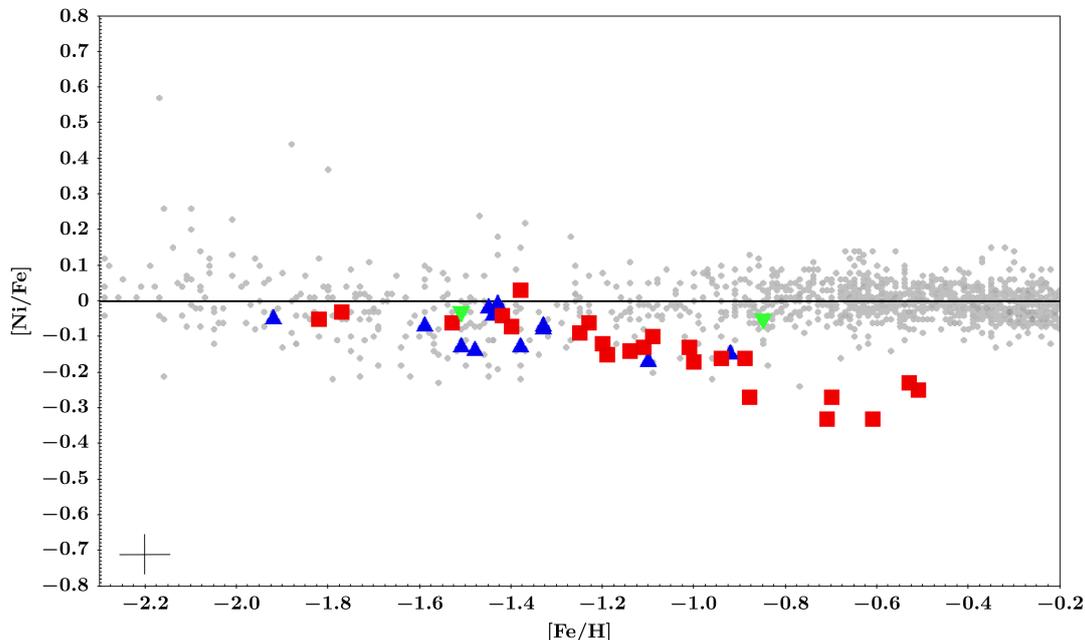


Figura 7.18: Evoluzione dell'abbondanza di $[Ni/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

La produzione di Nichel segue due canali di formazione differenti: supernove core-collapse e supernove Ia. Il canale principale è quello delle supernove di tipo Ia, dalla combustione del Silicio in ambiente esplosivo.

Come si osserva in figura 7.18, il trend di $[Ni/Fe]$ in Sagittario è simile a quello di un elemento α . Si evidenzia un ginocchio marcato ad una metallicità di $[Fe/H] = -1.3$, prima del quale l'abbondanza media è di $[Ni/Fe] = -0.05$, compatibile con quella galattica ed in particolare con quella di NGC6752. Dopo il ginocchio si osserva un crollo di $[Ni/Fe]$, fino ad un'abbondanza inferiore a $[Ni/Fe] = -0.3$ per le stelle più metalliche di Sagittario, inferiore anche a 47Tuc. Lo scatter sul trend osservato in Sgr è molto piccolo, grazie al gran numero di righe a disposizione. Il campione galattico di riferimento rimane costante su tutto il range di metallicità studiato.

Il campione di stelle di M54 mostra un trend coerente con quanto osservato in Sgr. Infatti, si evidenzia un ginocchio simil- α ad una metallicità di $[Fe/H] = -1.45$, leggermente inferiore a quella osservata nel ginocchio di Sagittario. L'abbondanza media delle stelle di M54 con metallicità inferiore a quella del ginocchio è di $[Ni/Fe] = -0.05$, come per Sgr ed NGC6752 ed anche 47Tuc, anche se a metallicità maggiori. Dopo il ginocchio, la pendenza della caduta di $[Ni/Fe]$ rispetto a $[Fe/H]$ è paragonabile a quella di Sagittario: in figura 7.18 si vede, infatti, come le stelle più metalliche di M54 siano perfettamente incluse nel trend di Sgr. Anche in M54 lo scatter in abbondanza di $[Ni/Fe]$ è molto piccolo, grazie anche alle molte righe a disposizione per l'analisi chimica.

7.6 Elementi da processi s

Gli elementi s sono generati da processi di cattura neutronica *slow* all'interno di stelle nella loro fase evolutiva di Thermal-Pulsing AGB. In questa fase evolutiva la stella subisce una accensione alternata delle reazioni termonucleari in due shell interne ad essa: la shell più interna, di Elio, e quella più esterna, di Idrogeno.

7.6.1 Bario II

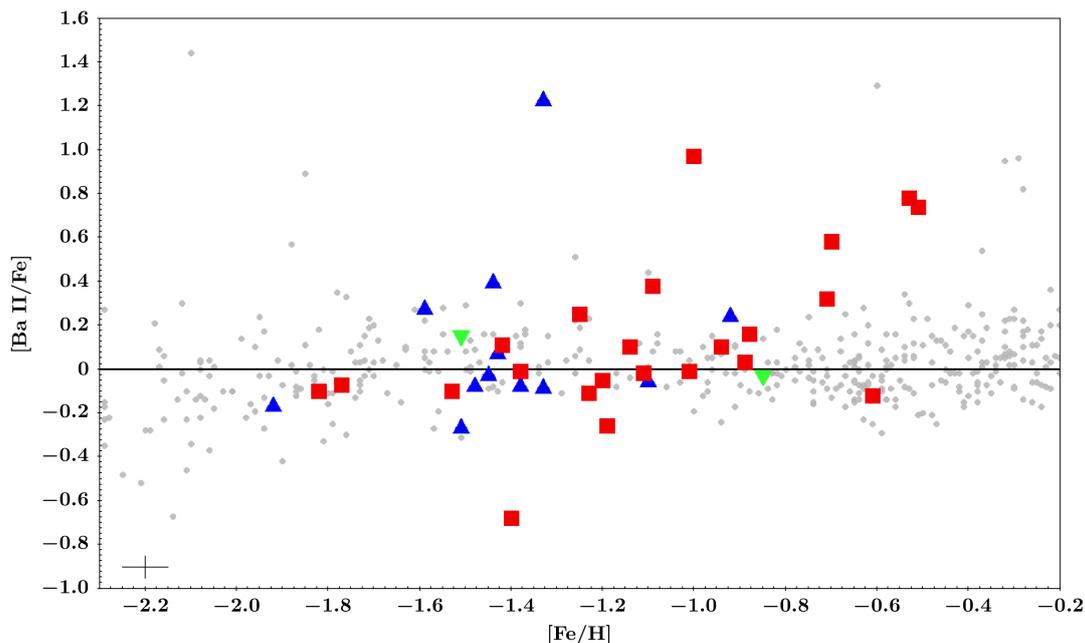


Figura 7.19: Evoluzione dell'abbondanza di $[Ba\ II/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

Il Ba viene formato principalmente da processi s attraverso stelle di AGB con massa tra $1 - 4M_{\odot}$. A basse metallicità, inferiori a $[Fe/H] = -2$, la produzione da AGB non è ancora efficiente e la produzione di Ba deriva da processi r , come quelli presenti durante il merging di stelle di neutroni.

Nel campione di Sagittario è possibile riconoscere due regimi differenti di $[Ba/Fe]$. Per metallicità di Sgr inferiori a $[Fe/H] = -0.9$ $[Ba/Fe]$ rimane solare, con valori simili tra Sgred M54, e leggermente inferiori (di circa 0.15 dex) rispetto ad NGC6752. Per valori di $[Fe/H] = -0.9$, $[Ba/Fe]$ coincide con l'abbondanza trovata in 47Tuc, mentre oltre questa metallicità il valore di $[Ba/Fe]$ di Sgr inizia a salire significativamente, raggiungendo valori di $[Ba/Fe] = 0.8$.

Le stelle di M54 mostrano un trend analogo a quello osservato in Sgr. È interessante notare che una stella di M54 presenta valori elevati di $[Ba/Fe]$, di circa +1.2 dex: probabilmente questa stella è una stella binaria che ha accresciuto il materiale dalla compagna in fase di AGB che ha formato molto Bario, quindi una compagna di qualche massa solare.

7.6.2 Lantanio

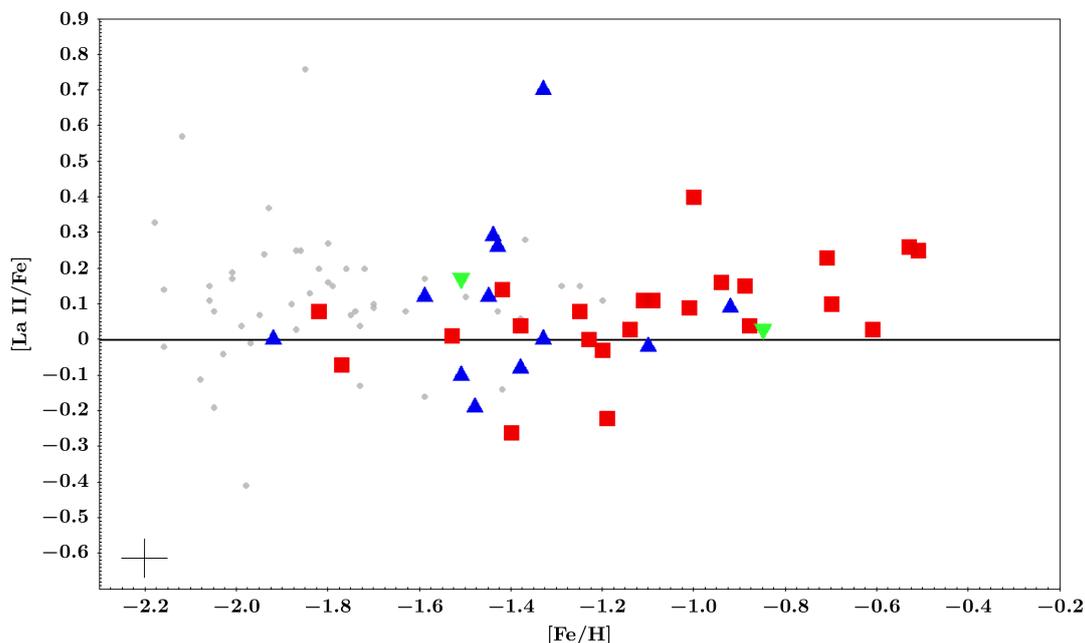


Figura 7.20: Evoluzione dell'abbondanza di $[La II/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$.
Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

La produzione del Lantanio è analoga a quella del Bario: merging di stelle di neutroni sotto $[Fe/H] = -2$ e stelle in AGB da processi di cattura neutronica lenta. Tuttavia, diversamente dal Bario, il canale di formazione da kilonove ha una percentuale di rilevanza paragonabile a quella delle stelle in AGB.

Per il Lantanio sono state usate un buon numero di righe distribuite preferenzialmente attorno ai 5300\AA . Dato che questo elemento soffre di HFS, si è scelto di utilizzare il metodo della sintesi.

In Sgr, $[La/Fe]$ rimane costante a valori circa solari, aumentando verso $[Fe/H] = -1.0$ (figura 7.20). Tale andamento rispecchia quello osservato per $[Ba/Fe]$ ma con una crescita inferiore. Le stelle di Sgr ed M54 presentano valori di abbondanza simili tra loro e simili a 47Tuc, ma più bassi di circa 0.2 dex rispetto ad NGC6752 alla stessa metallicità.

In M54 si osserva un comportamento equivalente a quello di Sagittario ma con un'abbondanza mediamente più alta di +0.1 dex. Lo scatter presente nella distribuzione di $[La/Fe]$ contro $[Fe/H]$, sia per Sagittario che per M54, ha un'entità di circa 0.4 dex.

Il valore medio di $[La/Fe]$ per le stelle di NGC6752 è di $[La II/Fe] = 0.25$, sopra al valore galattico e di 47Tuc (praticamente solare) e sopra di circa 0.1 dex rispetto ad M54 e Sgr.

7.7 Elementi da processi r

Il canale ritenuto più probabile di produzione degli elementi r è la collisione di stelle di neutroni (Kobayashi et al. (2022)). Questi, oltre ad essere eventi incredibilmente energetici, sono l'unico luogo dell'universo in cui è possibile ottenere una sorgente di neutroni così efficiente da permettere i processi r che, successivamente al decadimento dei neutroni catturati, creano gli elementi più pesanti conosciuti. L'elemento a disposizione in questo lavoro trovato in tutti e tre i campioni di stelle è l'Europio.

7.7.1 Europio II

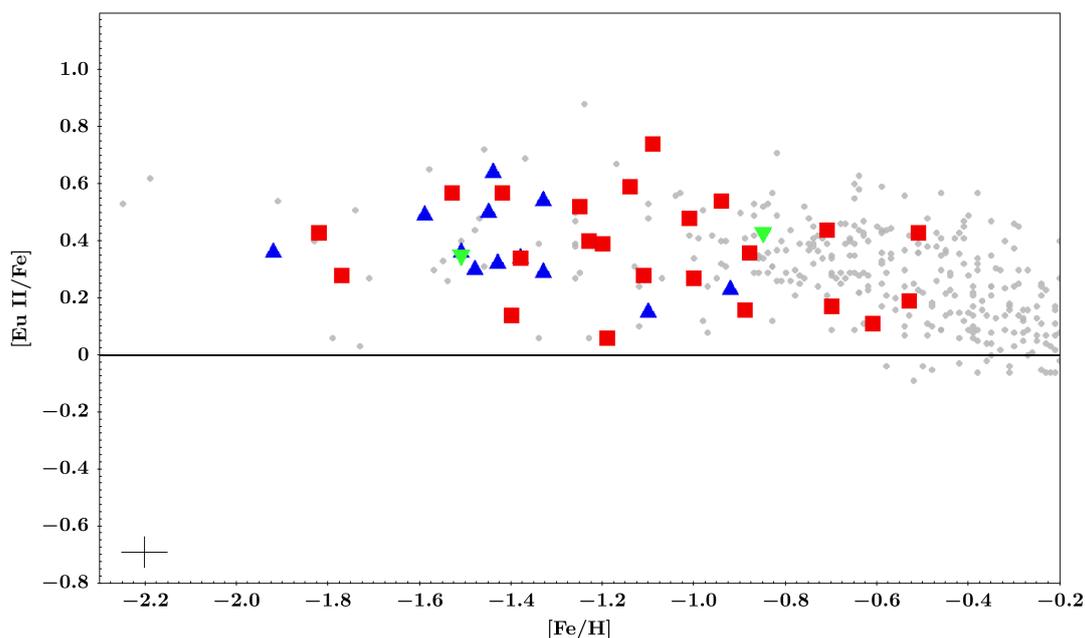


Figura 7.21: Evoluzione dell'abbondanza di $[Eu/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

L'Europio è l'unico elemento a disposizione il cui unico canale di formazione sono le kilonove, il risultato del merging tra due stelle di neutroni. Infatti, solo in questi fenomeni estremi vi è la presenza di una così grande quantità di neutroni da dare vita a tutti gli elementi per processi di cattura rapida (processi r). Questi fenomeni sono molto rari ed arricchiscono quindi solo localmente il mezzo interstellare dei loro prodotti, come ad esempio l'Europio. Per questo, per questi elementi sono attesi degli scatter significativi sull'abbondanza.

Osservando il campione di Sagittario in figura 7.21, si evidenzia come questo resti sostanzialmente piatto a $[Eu II/Fe] = 0.4$ su tutto il range di metallicità a disposizione. Tale scatter è maggiore dell'errore tipico sulle singole abbondanze di $[Eu/Fe]$ (dell'ordine di 0.2 dex), indicando che lo scatter osservato è reale. L'andamento è costantemente sovra solare ed è compatibile sia con quello galattico che con quello di NGC6752 e 47Tuc.

M54 ha un andamento analogo a quello di Sgr, con un'abbondanza media di $[Eu II/Fe] = 0.4$ per metallicità inferiori a $[Fe/H] = -1.2$, valore sovra-solare e compatibile con quello galattico.

Capitolo 8

Discussione e conclusioni

Il campione analizzato in questo lavoro fornisce per la prima volta una visione dettagliata della composizione chimica di Sgr per stelle con $[Fe/H] < -1$. Altri campioni con queste metallicità sono discussi in letteratura ma tutti entro il raggio mareale di M54 (si vedano Monaco et al. (2005); Sbordone et al. (2007); Carretta et al. (2010a); McWilliam et al. (2013); Mucciarelli et al. (2017); Hasselquist et al. (2017)). Di conseguenza, le stelle metal-poor studiate sono probabilmente appartenenti a questo ammasso globulare e solo una piccola frazione (non distinguibile da M54) appartenenti a Sgr. Questo campione quindi permette, per la prima volta, di discutere la storia di arricchimento chimico di Sgr senza considerare la contaminazione da M54.

Inoltre, il confronto tra M54 e le stelle di Sgr alla stessa metallicità permette di stabilire per la prima volta se questo ammasso si è davvero formato in Sgr condividendo la stessa evoluzione chimica. La Galassia nana del Sagittario è una galassia che sicuramente ha avuto modo di interagire con la MW, come è stato trattato nel Capitolo 2. La sua evoluzione chimica potrebbe essere stata differente da quella della MW e ricostruirne la chimica è un elemento fondamentale per comprenderne le caratteristiche del suo progenitore, in termini di massa e SFR. Per questo è necessario conoscere l'evoluzione con il $[Fe/H]$ di elementi chimici prodotti da diversi siti e da diversi meccanismi.

In questo lavoro viene derivata l'abbondanza chimica di 17 elementi in un campione metal-poor di 23 stelle di Sgr, selezionato senza bias all'interno del suo main-body, come spiegato nel capitolo 4. Questo permette, per la prima volta, di confrontare la chimica di Sgr con quella di M54 e MW per $[Fe/H] < -1$.

8.1 Confronto con la MW

Sgr mostra per quasi tutti gli elementi studiati, un andamento con $[Fe/H]$ differente da quello osservato nella MW. Il trend osservato è simile per quasi tutti gli elementi α studiati, sia idrostatici, che esplosivi, con una decrescita di $[\alpha/Fe]$ per metallicità di $[Fe/H] > -1.3$. Si veda, ad esempio, il $[Mg/Fe]$ (sezione 7.3.2), che si mantiene molto più basso della MW su tutto il range di metallicità studiato e mostra, come gli altri α , un ginocchio ad una metallicità più bassa di quella del ginocchio della MW.

Discutiamo, di seguito, gli elementi per i quali le differenze sono più marcate. Gli elementi vengono raggruppati in base al sito di produzione.

- **Supernove core-collapse.** Gli elementi prodotti dalle stelle massive e rilasciati attraverso le normali SNe core-collapse mostrano andamenti significativamente diversi dalla MW, con abbondanze in genere più basse di quelle misurate in stelle di MW di simile $[Fe/H]$. Queste differenze sono maggiormente marcate all'aumentare di $[Fe/H]$. Tra questi elementi abbiamo gli elementi α , Sodio ed Alluminio, e diversi iron-peaks (Scandio, Vanadio e Rame). Gli elementi α mostrano chiaramente la presenza del cosiddetto "ginocchio", ovvero un calo drastico del rapporto $[\alpha/Fe]$ ad una data metallicità. Tale metallicità dipende principalmente dall'efficienza con cui la galassia produce stelle, tendendo ad essere più metal-poor per sistemi con SFR inferiore. La figura 8.1 mostra l'andamento del valore medio di Silicio, Calcio e Titanio (cioè gli α esplosivi non affetti dai fenomeno di MPs). Sgr mostra un ginocchio che sembra essere localizzato verso $[Fe/H] \approx -1.3$, mentre nelle MW esso avviene a $Fe/H \approx -0.9 / -1.0$. Gli altri elementi prodotti da SN II (come Sodio, Scandio e Rame) mostrano sempre rapporti di abbondanza più bassi in Sgr.

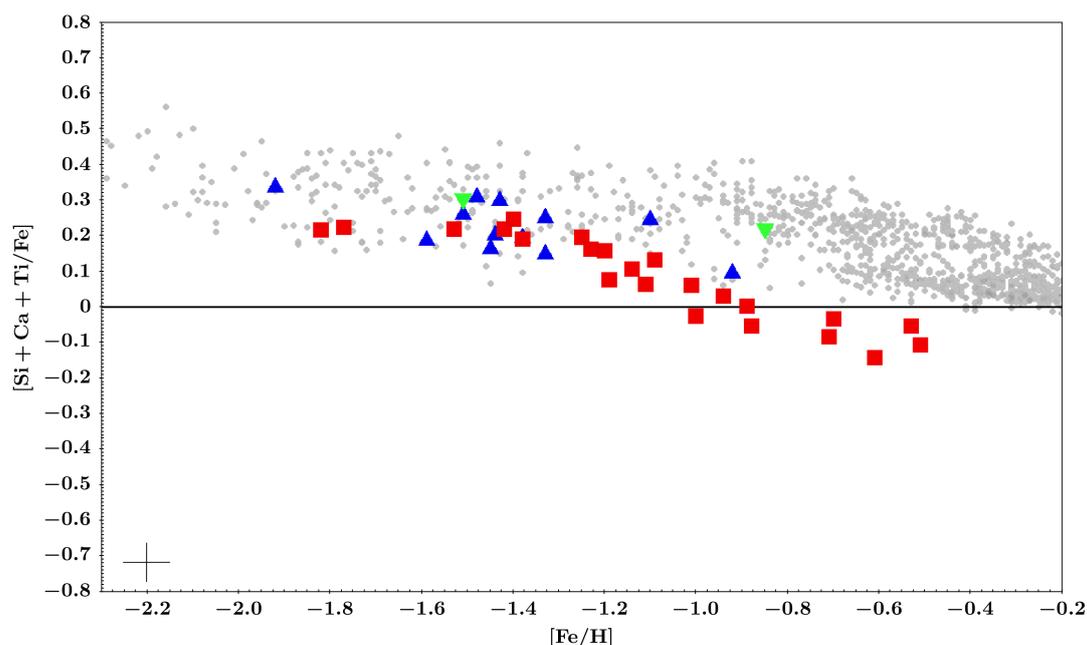


Figura 8.1: Evoluzione dell'abbondanza della media degli elementi $[\alpha/Fe]$ in funzione dell'abbondanza di $[Fe/H]$. Le referenze sono le stesse di figura 7.4.

- **Ipernove.** Lo zinco è un elemento prodotto esclusivamente da Ipernove, core-collapse associate a stelle di massa maggiore di $30 - 35M_{\odot}$ e che esplodono con un'energia maggiore di un fattore 10 rispetto alle normali SN II. Lo zinco è quindi un importantissimo diagnostico del contributo da parte delle stelle di più alta massa. Sgr mostra a tutte le metallicità valori di $[Zn/Fe]$ più bassi della MW, indicando come il contributo da questo tipo di stelle sia ridotto in Sgr rispetto alla MW. L'andamento di $[Zn/Fe]$ di Sgr è analogo a quello

osservato in altre nane del Gruppo Locale che mostrano valori bassi di Zinco (LMC: Minelli (2022); Sculptor Dwarf: Skúladóttir et al. (2017)). Questo andamento conferma come il contributo da stelle di alta massa in Sgr sia inferiore, rispetto alla MW, a causa della più bassa SFR.

- **Supernove Ia.** Gli elementi del picco del ferro il cui canale di formazione principale sono le supernove di tipo Ia, cioè Cromo e Manganese, mostrano valori compatibili con quelli galattici per $[Fe/H] < -1.3$, per poi crescere con la metallicità fino a valori sopra-galattici. Per questi elementi, quindi, si osserva un ginocchio simile a quello osservato negli elementi α , alla stessa metallicità, con un trend crescente dopo il ginocchio stesso. Il Nichel può essere prodotto sia dalle SNIa che dalle SNII, tuttavia il trend osservato può essere diviso in due regimi divisi da un valore di $[Fe/H] = -1.3$. Per le stelle metal-rich l'abbondanza è sotto-galattica come già derivato dalla letteratura precedente, tuttavia per $[Fe/H] < -1.3$ si evidenziano valori di abbondanza compatibili con quelli della Galassia. Questo è un nuovo risultato ed attualmente non ha un riscontro nei modelli di evoluzione chimica a disposizione. Queste indicazioni sul trend degli elementi derivati dalle SNIa sono chiare e ci comunicano che, per metallicità superiori ad $[Fe/H] > -1.3$, le stelle di Sagittario abbiano subito un arricchimento dalle SNIa maggiore di quanto lo abbiano subito le stelle nella MW.
- **Stelle di AGB.** Gli elementi s a disposizione sono Lantanio e Bario, ed entrambi hanno un'abbondanza media consistente con il valore medio galattico per metallicità $[Fe/H] < -1.3$. Se per il Lantanio non è possibile fare un paragone tra Sgr e la MW sopra $[Fe/H] > -1.3$, il Bario mostra chiaramente un enhancement rispetto al campione galattico. Ricordando che il Bario proviene da processi s all'interno di stelle di AGB (soprattutto con massa di $1 - 4M_{\odot}$), risulta piuttosto evidente come queste stelle abbiano contribuito all'arricchimento di Sgr maggiormente di quanto abbiano fatto nella MW nel regime metal-rich.
- **Merging di stelle di neutroni.** L'unico elemento a disposizione che può derivare da processi di cattura neutronica rapida è l'Europio. Questo elemento mostra un'abbondanza congrua con quella media galattica per tutti e tre gli oggetti a disposizione e, come detto nella sezione 7.7.1, lo scatter osservato è reale in quanto l'errore associato è molto più basso. L'evidenza di un'abbondanza di Europio simile tra Sgr/M54 e la MW in tutto il range di metallicità studiato non è facile da spiegare ma potrebbe indicare una simile frazione di sistemi binari di stelle di neutroni nelle due galassie.

8.2 Confronto tra Sgr ed M54

I due campioni studiati in questo lavoro permettono di confrontare per la prima volta la chimica dettagliata di M54 con quella di stelle di Sgr della stessa metallicità. Il principale risultato di questo confronto è la chiara somiglianza tra la chimica di Sgr

e quella di M54, se si eccettuano gli elementi coinvolti nelle MPs come Na, Al, Mg e O che risultano ovviamente più complessi da confrontare.

Questo dimostra, per la prima volta, come M54 condivida la stessa composizione chimica e quindi la stessa storia di arricchimento chimico di Sgr. Si tratta quindi di un sistema stellare formatosi in Sgr da un gas che è stato arricchito allo stesso modo, quindi con un contributo inferiore da stelle massive a causa del basso SFR della galassia.

8.3 Conclusioni

Le abbondanze chimiche ottenute dal campione di stelle di Sgr discusse in questo lavoro hanno permesso per la prima volta di studiare l'evoluzione chimica di questa galassia su un ampio range di metallicità. La chimica di Sgr risulta peculiare rispetto alla MW anche a $[Fe/H] < -1$, mostrando principalmente un minore contributo da parte delle stelle massive. Questi risultati sono coerenti con lo scenario di una galassia con uno SFR meno efficiente della MW.

Il passaggio successivo sarà quello di calcolare appropriati modelli di evoluzione chimica che riescano a riprodurre in maniera coerente tutti i patterns di abbondanza osservati. In particolare, questi modelli avranno bisogno, per essere appropriatamente calibrati, di due informazioni divenute accessibili solo adesso (grazie a GAIA):

- la reale distribuzione di metallicità di Sgr, non contaminata da M54 e derivata per la prima volta da Minelli+22 (Minelli et al. (2022));
- l'andamento dei rapporti di abbondanza con $[Fe/H]$ per stelle di Sgr di tutte le metallicità, ingrediente fornito da questo lavoro.

La combinazione di questi risultati permetterà di ottenere nuovi modelli di evoluzione chimica di Sgr con lo scopo di quantificare la sua storia di formazione stellare e le caratteristiche del suo progenitore.

Bibliografia

- Amarsi, A., Nissen, P., and Skúladóttir, Á. (2019). Carbon, oxygen, and iron abundances in disk and halo stars-implications of 3d non-lte spectral line formation. *Astronomy & Astrophysics*, 630:A104.
- Andrae, R., Fouesneau, M., Creevey, O., Ordenovic, C., Mary, N., Burlacu, A., Chaoul, L., Jean-Antoine-Piccolo, A., Kordopatis, G., Korn, A., et al. (2018). Gaia data release 2-first stellar parameters from apsis. *Astronomy & Astrophysics*, 616:A8.
- Barklem, P. S., Christlieb, N., Beers, T. C., Hill, V., Bessell, M., Holmberg, J., Marsteller, B., Rossi, S., Zickgraf, F.-J., and Reimers, D. (2005). The ham-burg/eso r-process enhanced star survey (heres)-ii. spectroscopic analysis of the survey sample. *Astronomy & Astrophysics*, 439(1):129–151.
- Bellazzini, M., Ibata, R. A., Chapman, S., Mackey, A., Monaco, L., Irwin, M., Martin, N., Lewis, G., and Dalessandro, E. (2008). The nucleus of the sagittarius dsph galaxy and m54: a window on the process of galaxy nucleation. *The Astronomical Journal*, 136(3):1147.
- Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I., and Ilyin, I. (2005). -, r-, and s-process element trends in the galactic thin and thick disks. *Astronomy & Astrophysics*, 433(1):185–203.
- Bensby, T., Feltzing, S., and Oey, M. (2014). Exploring the milky way stellar disk- a detailed elemental abundance study of 714 f and g dwarf stars in the solar neighbourhood. *Astronomy & Astrophysics*, 562:A71.
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R., D’Orazi, V., and Lucatello, S. (2009a). Intrinsic iron spread and a new metallicity scale for globular clusters. *Astronomy & Astrophysics*, 508(2):695–706.
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R., Lucatello, S., Catanzaro, G., Leone, F., Bellazzini, M., Claudi, R., D’Orazi, V., Momany, Y., et al. (2009b). VizieR online data catalog: Abundances of red giants in 15 globular clusters (carretta+, 2009). *VizieR Online Data Catalog*, pages J–A+.
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R. G., Lucatello, S., Bellazzini, M., Catanzaro, G., Leone, F., Momany, Y., Piotto, G., and D’Orazi, V. (2010a). Detailed abundances of a large sample of giant stars in m 54 and in the sagittarius nucleus. *Astronomy & Astrophysics*, 520:A95.

- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R. G., Lucatello, S., Bellazzini, M., Catanzaro, G., Leone, F., Momany, Y., Piotto, G., and D’Orazi, V. (2010b). M54+sagittarius = ω centauri. *The Astrophysical Journal Letters*, 714(1):L7.
- Castelli, F., Gratton, R., and Kurucz, R. (1997). Notes on the convection in the atlas9 model atmospheres. *Astronomy and Astrophysics*, 318:841–869.
- Castelli, F., Kurucz, R., Piskunov, N., Weiss, W., and Gray, D. (2003). Modeling of stellar atmospheres vol. 210 of iau symposium, new grids of atlas9 model atmospheres.
- Cescutti, G., Matteucci, F., Lanfranchi, G., and McWilliam, A. (2008). The chemical evolution of manganese in different stellar systems. *Astronomy & Astrophysics*, 491(2):401–405.
- Chou, M.-Y., Majewski, S. R., Cunha, K., Smith, V. V., Patterson, R. J., Martínez-Delgado, D., Law, D. R., Crane, J. D., Muñoz, R. R., López, R. G., et al. (2007). A 2mass all-sky view of the sagittarius dwarf galaxy. v. variation of the metallicity distribution function along the sagittarius stream. *The Astrophysical Journal*, 670(1):346.
- Collaboration, G. (2020). VizieR online data catalog: Gaia edr3 (gaia collaboration, 2020). *VizieR Online Data Catalog*, I/350.
- Collaboration, G. et al. (2018). VizieR online data catalog: Gaia dr2 (gaia collaboration, 2018). *VizieR Online Data Catalog*, pages I–345.
- Dekker, H., D’Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B., and Kotzlowski, H. (2000). Design, construction, and performance of uves, the echelle spectrograph for the ut2 kueyen telescope at the eso paranal observatory. In *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, volume 4008, pages 534–545. SPIE.
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L., Nissen, P. E., and Tomkin, J. (1993). The chemical evolution of the galactic disk-part one-analysis and results. *Astronomy and Astrophysics*, 275:101.
- Fulbright, J. P. (2000). Abundances and kinematics of field halo and disk stars. i. observational data and abundance analysis. *The Astronomical Journal*, 120(4):1841.
- Gaia, C., Angeli, D., Bressan, A., et al. (2021). Gaia early data release 3. the galactic anticentre.
- Geisler, D., Smith, V. V., Wallerstein, G., Gonzalez, G., and Charbonnel, C. (2005). “sculptor-ing” the galaxy? the chemical compositions of red giants in the sculptor dwarf spheroidal galaxy. *The Astronomical Journal*, 129(3):1428.
- Gibbons, S., Belokurov, V., and Evans, N. (2017). A tail of two populations: chemodynamics of the sagittarius stream and implications for its original mass. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 464(1):794–809.

- Gilmore, G., Wilkinson, M. I., Wyse, R. F., Kleyna, J. T., Koch, A., Evans, N. W., and Grebel, E. K. (2007). The observed properties of dark matter on small spatial scales. *The Astrophysical Journal*, 663(2):948.
- Gratton, R. G., Carretta, E., Claudi, R., Lucatello, S., and Barbieri, M. (2003). Abundances for metal-poor stars with accurate parallaxes-i. basic data. *Astronomy & Astrophysics*, 404(1):187–210.
- Harris, W. E. (2010). A new catalog of globular clusters in the milky way. *arXiv preprint arXiv:1012.3224*.
- Hasselquist, S., Hayes, C. R., Lian, J., Weinberg, D. H., Zasowski, G., Horta, D., Beaton, R., Feuillet, D. K., Garro, E. R., Gallart, C., et al. (2021). Apogee chemical abundance patterns of the massive milky way satellites. *The Astrophysical Journal*, 923(2):172.
- Hasselquist, S., Shetrone, M., Smith, V., Holtzman, J., McWilliam, A., Fernández-Trincado, J., Beers, T. C., Majewski, S. R., Nidever, D. L., Tang, B., et al. (2017). Apogee chemical abundances of the sagittarius dwarf galaxy. *The Astrophysical Journal*, 845(2):162.
- Hayes, C. R., Majewski, S. R., Hasselquist, S., Anguiano, B., Shetrone, M., Law, D. R., Schiavon, R. P., Cunha, K., Smith, V. V., Beaton, R. L., et al. (2020). Metallicity and α -element abundance gradients along the sagittarius stream as seen by apogee. *The Astrophysical Journal*, 889(1):63.
- Ibata, R., Gilmore, G., and Irwin, M. (1994). A dwarf satellite galaxy in sagittarius. *Nature*, 370(6486):194–196.
- Johnson, B. D., Conroy, C., Naidu, R. P., Bonaca, A., Zaritsky, D., Ting, Y.-S., Cargile, P. A., Han, J. J., and Speagle, J. S. (2020). A diffuse metal-poor component of the sagittarius stream revealed by the h3 survey. *The Astrophysical Journal*, 900(2):103.
- King, I. R. (1966). The structure of star clusters. iii. some simple dynamical models. *The Astronomical Journal*, 71:64.
- Kobayashi, C., Mandel, I., Belczynski, K., Goriely, S., Janka, T. H., Just, O., Ruiter, A. J., Van Beveren, D., Kruckow, M. U., Briel, M. M., et al. (2022). Can neutron star mergers alone explain the r-process enrichment of the milky way? *arXiv preprint arXiv:2211.04964*.
- Koch, A., Grebel, E. K., Gilmore, G. F., Wyse, R. F., Kleyna, J. T., Harbeck, D. R., Wilkinson, M. I., and Evans, N. W. (2008). Complexity on small scales. iii. iron and α element abundances in the carina dwarf spheroidal galaxy. *The Astronomical Journal*, 135(4):1580.
- Kurucz, R. L. (2005). Atlas12, synthe, atlas9, width9, et cetera. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 8:14.

- Langer, G., Hoffman, R., and Sneden, C. (1993). Sodium-oxygen abundance anti-correlations and deep mixing scenarios for globular cluster giants. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 105(685):301.
- Laporte, C. F., Johnston, K. V., and Tzanidakis, A. (2019). Stellar disc streams as probes of the galactic potential and satellite impacts. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 483(2):1427–1436.
- Law, D. R. and Majewski, S. R. (2010). The sagittarius dwarf galaxy: a model for evolution in a triaxial milky way halo. *The Astrophysical Journal*, 714(1):229.
- Layden, A. C. and Sarajedini, A. (2000). Photometry of the globular cluster m54 and the sagittarius dwarf galaxy: The age-metallicity relation. *The Astronomical Journal*, 119(4):1760.
- Letarte, B. (2007). *Chemical analysis of the Fornax dwarf galaxy*. Rijksuniversiteit Groningen.
- Majewski, S. R., Skrutskie, M., Weinberg, M. D., and Ostheimer, J. C. (2003). A two micron all sky survey view of the sagittarius dwarf galaxy. i. morphology of the sagittarius core and tidal arms. *The Astrophysical Journal*, 599(2):1082.
- McWilliam, A. and Smecker-Hane, T. (2005). The composition of the sagittarius dwarf spheroidal galaxy, and implications for nucleosynthesis and chemical evolution. In *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, volume 336, page 221.
- McWilliam, A., Wallerstein, G., and Mottini, M. (2013). Chemistry of the sagittarius dwarf galaxy: A top-light initial mass function, outflows, and the r-process. *The Astrophysical Journal*, 778(2):149.
- Mészáros, S., Martell, S. L., Shetrone, M., Lucatello, S., Troup, N. W., Bovy, J., Cunha, K., García-Hernández, D. A., Overbeek, J. C., Prieto, C. A., et al. (2015). Exploring anticorrelations and light element variations in northern globular clusters observed by the apogee survey. *The Astronomical Journal*, 149(5):153.
- Mészáros, S., Masseron, T., García-Hernández, D., Allende Prieto, C., Beers, T. C., Bizyaev, D., Chojnowski, D., Cohen, R. E., Cunha, K., Dell’Aglì, F., et al. (2020). Homogeneous analysis of globular clusters from the apogee survey with the *bachus* code—ii. the southern clusters and overview. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 492(2):1641–1670.
- Minelli, A. (2022). Chemical composition of milky way satellites: Magellanic clouds and sagittarius dwarf galaxy.
- Minelli, A., Bellazzini, M., Mucciarelli, A., Bonifacio, P., Ibata, R., Romano, D., Monaco, L., Caffau, E., Dalessandro, E., and Pascale, R. (2022). The metallicity distribution in the core of the sagittarius dwarf spheroidal: minimising the metallicity biases. *arXiv preprint arXiv:2211.06727*.

- Minelli, A., Mucciarelli, A., Romano, D., Bellazzini, M., Origlia, L., and Ferraro, F. (2021). A homogeneous comparison between the chemical composition of the large magellanic cloud and the sagittarius dwarf galaxy. *The Astrophysical Journal*, 910(2):114.
- Monaco, L., Bellazzini, M., Bonifacio, P., Ferraro, F., Marconi, G., Pancino, E., Sbordone, L., and Zaggia, S. (2005). The ital-flames survey of the sagittarius dwarf spheroidal galaxy-i. chemical abundances of bright rgb stars. *Astronomy & Astrophysics*, 441(1):141–151.
- Monaco, L., Bellazzini, M., Ferraro, F., and Pancino, E. (2004). The distance to the sagittarius dwarf spheroidal galaxy from the red giant branch tip. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 353(3):874–878.
- Mucciarelli, A. (2011). Microturbulent velocity from stellar spectra: a comparison between different approaches. *Astronomy & Astrophysics*, 528:A44.
- Mucciarelli, A. (2013). 4dao cookbook. *arXiv preprint arXiv:1311.1403*.
- Mucciarelli, A., Bellazzini, M., Ibata, R., Romano, D., Chapman, S., and Monaco, L. (2017). Chemical abundances in the nucleus of the sagittarius dwarf spheroidal galaxy. *Astronomy & Astrophysics*, 605:A46.
- Mucciarelli, A., Bellazzini, M., and Massari, D. (2021). Exploiting the gaiaedr3 photometry to derive stellar temperatures. *Astronomy & Astrophysics*, 653:A90.
- Mulas, G., Modigliani, A., Porceddu, I., and Damiani, F. (2002). Automatic data reduction in support of the flames-uves vlt facility. In *Observatory Operations to Optimize Scientific Return III*, volume 4844, pages 310–320. SPIE.
- Pancino, E., Romano, D., Tang, B., Tautvaišienė, G., Casey, A., Gruyters, P., Geisler, D., San Roman, I., Randich, S., Alfaro, E. J., et al. (2017). The gaia-eso survey-mg-al anti-correlation in idr4 globular clusters. *Astronomy & Astrophysics*, 601:A112.
- Pasquini, L., Avila, G., Blecha, A., Cacciari, C., Cayatte, V., Colless, M., Damiani, F., De Propris, R., Dekker, H., Di Marcantonio, P., et al. (2002). Installation and commissioning of flames, the vlt multifibre facility. *The Messenger*, 110:1–9.
- Prantzos, N., Charbonnel, C., and Iliadis, C. (2007). Light nuclei in galactic globular clusters: constraints on the self-enrichment scenario from nucleosynthesis. *Astronomy & Astrophysics*, 470(1):179–190.
- Reddy, B. E., Lambert, D. L., and Prieto, C. A. (2006). Elemental abundance survey of the galactic thick disc. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 367(4):1329–1366.
- Renzini, A. and Buzzoni, A. (1986). Global properties of stellar populations and the spectral evolution of galaxies. In *Spectral evolution of galaxies*, pages 195–235. Springer.

- Riello, M., De Angeli, F., Evans, D., Montegriffo, P., Carrasco, J., Busso, G., Palaversa, L., Burgess, P., Diener, C., Davidson, M., et al. (2021). Gaia early data release 3-photometric content and validation. *Astronomy & Astrophysics*, 649:A3.
- Roederer, I. U., Preston, G. W., Thompson, I. B., Shectman, S. A., Sneden, C., Burley, G. S., and Kelson, D. D. (2014). A search for stars of very low metal abundance. vi. detailed abundances of 313 metal-poor stars. *The Astronomical Journal*, 147(6):136.
- Romano, D. and Matteucci, F. (2007). Contrasting copper evolution in ω centauri and the milky way. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 378(1):L59–L63.
- Ruiz-Lara, T., Gallart, C., Bernard, E. J., and Cassisi, S. (2020). The recurrent impact of the sagittarius dwarf on the star formation history of the milky way. *Nature Astronomy*, 4(10):965–973.
- Sbordone, L., Bonifacio, P., Buonanno, R., Marconi, G., Monaco, L., and Zaggia, S. (2007). The exotic chemical composition of the sagittarius dwarf spheroidal galaxy. *Astronomy & Astrophysics*, 465(3):815–824.
- Shetrone, M., Venn, K. A., Tolstoy, E., Primas, F., Hill, V., and Kaufer, A. (2003). Vlt/uves abundances in four nearby dwarf spheroidal galaxies. i. nucleosynthesis and abundance ratios. *The Astronomical Journal*, 125(2):684.
- Skúladóttir, Á., Tolstoy, E., Salvadori, S., Hill, V., and Pettini, M. (2017). Zinc abundances in the sculptor dwarf spheroidal galaxy. *Astronomy & Astrophysics*, 606:A71.
- Stetson, P. B. and Pancino, E. (2008). Daospec: An automatic code for measuring equivalent widths in high-resolution stellar spectra. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 120(874):1332.
- Tammann, G., Loeffler, W., and Schroeder, A. (1994). The galactic supernova rate. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 92:487–493.
- Tolstoy, E., Hill, V., and Tosi, M. (2009). Star-formation histories, abundances, and kinematics of dwarf galaxies in the local group. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47:371–425.
- Zhao, G., Mashonkina, L., Yan, H., Alexeeva, S., Kobayashi, C., Pakhomov, Y., Shi, J., Sitnova, T., Tan, K., Zhang, H., et al. (2016). Systematic non-lte study of the- $2.6 \leq [\text{fe}/\text{h}] \leq 0.2$ f and g dwarfs in the solar neighborhood. ii. abundance patterns from li to eu. *The Astrophysical Journal*, 833(2):225.

Appendice A

Abbondanze chimiche

Di seguito sono riportati i rapporti di abbondanza $[Fe/H]$ ed $[X/Fe]$ per O, Si, Ca, Ti, Cr, Ni, Zn, Na, Mg, Al, Sc, V, Mn, Co, Cu, La, Eu, Ba, per 23 stelle di Sagittario e 12 stelle di M54.

A.1 Sagittario

ID	Fe	O	Si	Ca	TiII	CrI	Ni	Zn	Na
SGR1.11	-1.77	0.44	0.30	0.18	0.19	-0.16	-0.03	-0.53	-0.69
SGR4.14	-1.38	0.51	0.17	0.16	0.24	-0.05	0.03	-0.46	-0.65
SGR4.21	-0.89	0.29	-0.06	0.12	-0.05	0.06	-0.16	-0.50	-0.51
SGR4.17	-1.00	0.21	0.08	-0.05	-0.11	0.02	-0.17	-0.70	-0.91
SGR4.11	-1.23	0.49	0.17	0.11	0.21	0.09	-0.06	-0.71	-0.56
SGR4.4	-1.42	0.54	0.23	0.13	0.30	-0.10	-0.04	99.99	-0.43
SGR1.1	-0.53	-0.04	0.03	0.02	-0.21	0.12	-0.23	-0.11	-0.34
SGR1.7	-1.25	0.52	0.19	0.09	0.31	-0.17	-0.09	-0.32	-0.65
SGR3.1	-1.53	0.46	0.20	0.19	0.27	-0.12	-0.06	-0.31	-0.71
SGR3.13	-1.01	0.46	0.05	0.08	0.05	0.05	-0.13	-0.77	-0.55
SGR3.6	-1.11	99.99	0.08	0.01	0.10	0.02	-0.13	-0.31	-0.81
SGR3.15	-0.88	0.36	0.01	-0.02	-0.15	0.02	-0.27	-0.62	-0.76
SGR2.7	-1.20	0.43	0.10	0.16	0.21	0.05	-0.12	-0.48	-0.59
SGR2.13	-1.09	0.30	0.11	0.05	0.24	0.04	-0.10	0.09	-0.57
SGR2.15	-0.70	0.16	-0.01	0.02	-0.11	0.11	-0.27	-0.44	-0.41
SGR2.11	-0.51	-0.18	-0.09	0.05	-0.28	-0.03	-0.25	-0.60	-0.28
SGR2.4	-1.40	0.49	0.34	0.06	0.34	0.11	-0.07	-0.50	-0.68
SGR2.21	-0.71	0.23	-0.19	0.09	-0.15	0.14	-0.33	-0.82	-0.57
SGR3.18	-0.94	0.41	0.02	-0.04	0.11	0.03	-0.16	-0.47	-0.55
SGR3.2	-1.82	0.56	0.22	0.10	0.33	-0.17	-0.05	-0.41	-0.74
SGR1.12	-0.61	0.18	-0.23	0.02	-0.22	0.07	-0.33	-0.77	-0.57
SGR1.10	-1.14	0.50	0.11	0.03	0.18	-0.12	-0.14	-0.48	-0.44
SGR1.3	-1.19	0.55	0.09	0.01	0.13	0.05	-0.15	-0.73	-0.77

ID	Mg	Al	ScII	V	Mn	Co	Cu	LaII	EuII	BaII
SGR1.11	0.15	99.99	-0.25	-0.27	-0.71	-0.25	-0.97	-0.07	0.28	-0.07
SGR4.14	0.15	99.99	-0.08	-0.15	-0.46	-0.14	-0.68	0.04	0.34	-0.01
SGR4.21	-0.03	-0.28	-0.30	-0.16	-0.19	-0.33	99.99	0.15	0.16	0.03
SGR4.17	-0.24	-0.48	-0.48	-0.38	-0.52	-0.49	99.99	0.40	0.27	0.97
SGR4.11	0.21	99.99	-0.23	-0.28	-0.56	-0.30	-0.79	0.00	0.40	-0.11
SGR4.4	0.40	0.02	-0.08	-0.17	-0.48	-0.12	-0.51	0.14	0.57	0.11
SGR1.1	0.07	-0.13	-0.54	-0.22	-0.18	-0.53	99.99	0.26	0.19	0.78
SGR1.7	0.25	0.05	-0.14	-0.28	-0.44	-0.15	-1.12	0.08	0.52	0.25
SGR3.1	0.18	0.01	-0.20	-0.22	-0.50	-0.19	-0.76	0.01	0.57	-0.10
SGR3.13	0.00	-0.05	-0.16	-0.09	99.99	-0.24	-0.83	0.09	0.48	-0.01
SGR3.6	0.00	99.99	-0.13	-0.29	-0.44	-0.31	-0.77	0.11	0.28	-0.02
SGR3.15	-0.14	-0.31	-0.33	-0.33	-0.19	-0.42	99.99	0.04	0.36	0.16
SGR2.7	0.27	99.99	-0.26	-0.14	-0.54	-0.31	-0.73	-0.03	0.39	-0.05
SGR2.13	0.22	99.99	-0.19	-0.10	-0.23	-0.12	-0.72	0.11	0.74	0.38
SGR2.15	-0.16	-0.22	-0.43	-0.23	-0.22	-0.40	99.99	0.10	0.17	0.58
SGR2.11	0.02	-0.03	-0.19	-0.07	-0.08	-0.24	99.99	0.25	0.43	0.74
SGR2.4	0.00	0.10	-0.39	-0.41	-0.77	-0.40	-0.93	-0.26	0.14	-0.68
SGR2.21	0.14	-0.20	-0.23	0.01	-0.15	-0.28	99.99	0.23	0.44	0.32
SGR3.18	-0.03	-0.32	-0.22	-0.18	-0.32	-0.31	99.99	0.16	0.54	0.10
SGR3.2	0.26	-0.12	-0.21	-0.29	-0.70	-0.19	-0.99	0.08	0.43	-0.10
SGR1.12	-0.18	-0.41	-0.44	-0.33	-0.45	-0.55	99.99	0.03	0.11	-0.12
SGR1.10	0.26	99.99	-0.25	-0.42	-0.76	-0.37	-0.76	0.03	0.59	0.10
SGR1.3	0.06	99.99	-0.31	-0.44	-0.56	-0.43	-0.85	-0.22	0.06	-0.26

A.2 M54

ID	Fe	O	Si	Ca	TiII	CrI	Ni	Zn	Na
44941	-0.92	-0.38	-0.00	0.38	-0.10	0.39	-0.15	-0.21	0.28
1003190	-1.59	0.43	0.17	0.15	0.24	-0.05	-0.07	-0.13	-0.58
1003669	-1.33	0.17	0.13	0.13	0.18	-0.12	-0.07	-0.02	0.21
1005584	-1.44	0.34	0.08	0.21	0.31	-0.01	-0.04	-0.12	-0.47
1006493	-1.43	-0.09	0.23	0.07	0.59	-0.05	-0.01	-0.52	-0.27
15003607	-1.10	-0.57	0.24	0.39	0.10	0.14	-0.17	-0.19	0.16
24211067	-1.51	0.57	0.24	0.29	0.25	-0.06	-0.13	-0.46	-0.57
38000877	-1.33	99.99	0.16	0.39	0.20	0.08	-0.08	-0.52	0.09
38001077	-1.48	-0.10	0.44	0.11	0.37	-0.26	-0.14	-0.32	-0.28
38002647	-1.92	0.63	0.40	0.20	0.41	-0.16	-0.05	-0.06	-0.63
38003167	-1.38	0.39	0.17	0.19	0.22	0.02	-0.13	-0.37	-0.35
38009987	-1.45	0.40	0.10	0.18	0.21	-0.11	-0.02	-0.27	-0.54

ID	Mg	Al	ScII	V	Mn	Co	Cu	LaII	EuII	BaII
44941	0.09	0.84	-0.14	-0.04	-0.47	-0.18	-0.55	0.09	0.23	0.24
1003190	0.17	0.01	-0.05	-0.18	-0.37	-0.05	-0.60	0.12	0.49	0.27
1003669	0.24	0.52	-0.03	-0.09	-0.36	-0.02	-0.58	0.70	0.54	1.22
1005584	0.08	0.12	-0.09	-0.10	-0.37	-0.02	-0.74	0.29	0.64	0.39
1006493	0.11	0.63	-0.07	-0.26	-0.62	-0.24	99.99	0.26	0.32	0.07
15003607	0.15	1.40	-0.09	-0.10	-0.51	-0.24	-0.54	-0.02	0.15	-0.06
24211067	0.41	-0.13	-0.23	-0.31	-0.56	-0.30	-0.76	-0.10	0.36	-0.27
38000877	0.04	1.44	-0.27	-0.18	-0.54	-0.29	-0.63	0.00	0.29	-0.09
38001077	0.20	1.10	-0.16	-0.69	-0.87	-0.46	-0.92	-0.19	0.30	-0.08
38002647	0.37	-0.22	-0.02	-0.55	-0.77	-0.41	-0.99	0.00	0.36	-0.17
38003167	0.30	99.99	-0.18	-0.19	-0.51	-0.24	-0.68	-0.08	0.34	-0.08
38009987	0.20	-0.17	-0.10	-0.03	-0.33	0.01	-0.62	0.12	0.50	-0.03

