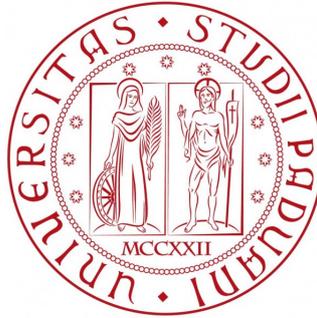


Università degli Studi di Padova

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA
"GALILEO GALILEI"



LAUREA MAGISTRALE IN ASTRONOMIA

Studio spettroscopico delle abbondanze chimiche
di stelle evolute in due ammassi Galattici

Candidato:
Martina Baratella

Relatore:
Prof. Giovanni Carraro

Anno Accademico 2017-2018

Sommario

La teoria di formazione ed evoluzione della Via Lattea è una delle tante questioni aperte dell'Astrofisica moderna. Nel corso degli anni sono stati sviluppati vari modelli per spiegare la formazione delle galassie: nonostante descrivano bene la situazione su grande scala, falliscono su piccola. La Via Lattea rappresenta il laboratorio ideale per testare le teorie di formazione ed evoluzione delle galassie, in quanto la componente stellare è facilmente risolvibile sia che si tratti di ammassi o di stelle di campo. Nel corso degli anni evidenze osservative, in particolare il gradiente di metallicità verticale, hanno confermato la natura duale del disco Galattico. Si parla di disco spesso, formato principalmente da stelle vecchie con $[\alpha/\text{Fe}]$ più elevato, e di disco sottile, composto prevalentemente da stelle giovani con una metallicità maggiore, gas, polveri e regioni HII.

La tecnica che permette di ricavare informazioni fisiche e chimiche accurate della componente stellare del disco Galattico è la spettroscopia ad alta risoluzione. Grazie a survey dedicate, per esempio *Gaia*-ESO Survey nell'emisfero australe e OCCASO nell'emisfero boreale, sono stati acquisiti numerosi spettri stellari. Dall'analisi delle abbondanze chimiche di stelle in ammassi aperti è stato possibile così derivare il gradiente di metallicità radiale della componente di disco, che ha pendenza negativa nelle regioni più interne e si appiattisce nelle regioni più esterne. Questo pone importanti vincoli osservativi ai modelli teorici di formazione ed evoluzione delle galassie.

In questo lavoro di tesi è stata realizzata l'analisi spettroscopica di stelle evolute negli ammassi aperti NGC 6940 e Tombaugh 5 nell'emisfero boreale. Il campione analizzato comprende stelle di Red Clump osservate con il telescopio BTA-6 dell'Osservatorio Astrofisico Speciale di Nizhny Arkhyz, Russia. Per ciascuna stella sono state misurate le velocità radiali e le abbondanze chimiche, confrontando poi i risultati con la letteratura. Le misure di Tombaugh 5 sono le prime mai realizzate. Le metallicità sono state misurate con due diversi codici (MOOG e SP_Ace), che hanno prodotto risultati diversi tra loro. In particolare per i due ammassi sono state misurate le stesse metallicità medie con il primo codice, $\langle [Fe/H] \rangle_{NGC6940} = \langle [Fe/H] \rangle_{To5} = +0.11 \pm 0.03$ dex, mentre con il secondo sono state misurate rispettivamente -0.02 ± 0.01 dex per NGC 6940 e -0.18 ± 0.02 dex per To 5. I due ammassi sono stati aggiunti al campione osservativo di Magrini et al. (2009) per verificare l'andamento generale del gradiente di metallicità.

Indice

1	Introduzione	1
1.1	I modelli di formazione ed evoluzione galattica	3
1.2	Gli ammassi aperti vecchi	5
1.3	Scopo della tesi	6
2	Dati	9
2.1	Il BTA-6 e il MSS	9
2.2	Osservazioni e riduzione dati	11
2.3	NGC 6940	13
2.4	Tombaugh 5	17
3	Le velocità radiali	19
3.1	Velocità radiale e tangenziale	19
3.1.1	f_{xcor}	20
3.1.2	Possibili cause di errore	22
3.2	Risultati e confronto con precedenti lavori	28
3.2.1	Stima della massa di NGC 6940 e To5	31
4	Stima dei parametri atmosferici	33
4.1	La temperatura effettiva	33
4.2	La gravità superficiale	35
4.3	La velocità di microturbolenza	36
5	Le abbondanze chimiche	37
5.1	L'analisi chimica	37
5.2	M00G	40
5.2.1	La lista delle righe	42
5.2.2	Il modello di atmosfera	43
5.2.3	Calcolo delle abbondanze	44
5.3	SP_Ace	54
5.3.1	Il codice	54
5.3.2	Risultati e stima degli errori	55
5.4	Confronto delle misure di abbondanze e dei parametri atmosferici	58
6	Risultati e conclusioni	63
	Bibliografia	67

Capitolo 1

Introduzione

La conoscenza della struttura e della storia evolutiva passata e recente della Via Lattea è uno degli scopi principali dell'Astrofisica moderna. In particolare studiando la variazione della composizione chimica attraverso il disco, è possibile ricavare informazioni riguardo la storia di formazione e la dinamica della componente stellare durante l'intera evoluzione della galassia. La nostra Galassia rappresenta il laboratorio fondamentale in cui testare le principali teorie di formazione e di evoluzione delle galassie e applicare quanto trovato agli altri sistemi.

I primi sforzi osservativi per definire la struttura della Via Lattea risalgono a W.Herschel. Nel 1780, con la tecnica dei conteggi stellari, tentò di mappare l'intero emisfero Nord, osservando che le stelle erano distribuite circolarmente attorno al Sole. Questa struttura a disco fu osservata anche da Kapteyn che nel 1922 calcolò le distanze delle stelle dal Sole, sempre nell'emisfero Nord, usando il metodo delle parallassi e i moti propri.

Ben presto però ci si rese conto delle problematiche di questi modelli, ovvero il fatto che fossero limitati in magnitudini (le stelle più deboli osservate avevano magnitudine limite dell'ordine di $V \sim 12$ mag) e quindi limitati in distanza. Inoltre queste prime survey erano state svolte entrambe nell'emisfero Nord (Shapley nel 1915 osservò che il centro della distribuzione stellare si trovava nei pressi della costellazione del Sagittarius) e senza tenere conto dell'assorbimento interstellare.

È grazie a W.Baade e all'introduzione del concetto di Popolazione Stellare che si poté distinguere tra le varie componenti della Via Lattea. Baade nel 1944, grazie ad un'interruzione di corrente della città di Los Angeles a causa della guerra, poté osservare con dettaglio la galassia più vicina alla nostra, Andromeda, scoprendo che essa era costituita da due tipi di stelle. L'astronomo identificò così le stelle di Popolazione II, con età dell'ordine di 3 Gyrs, tipicamente di colore rosso, di metallicità bassa e localizzate prevalentemente nell'alone e nel bulge, e le stelle di Popolazione I, più giovani e ricche di metalli, di colore blu e osservate nei dischi, in particolare nei bracci di spirale. Nel corso degli anni poi queste classi principali di stelle furono caratterizzate ulteriormente e attualmente si pensa che possa esistere una terza categoria, le stelle di Popolazione III, che racchiude le stelle di prima generazione, prive di metalli e formatesi dal mezzo interstellare primordiale.

In questo modo è stato possibile distinguere tra le diverse componenti che formano la Via Lattea, come si può vedere in Fig.1.1.

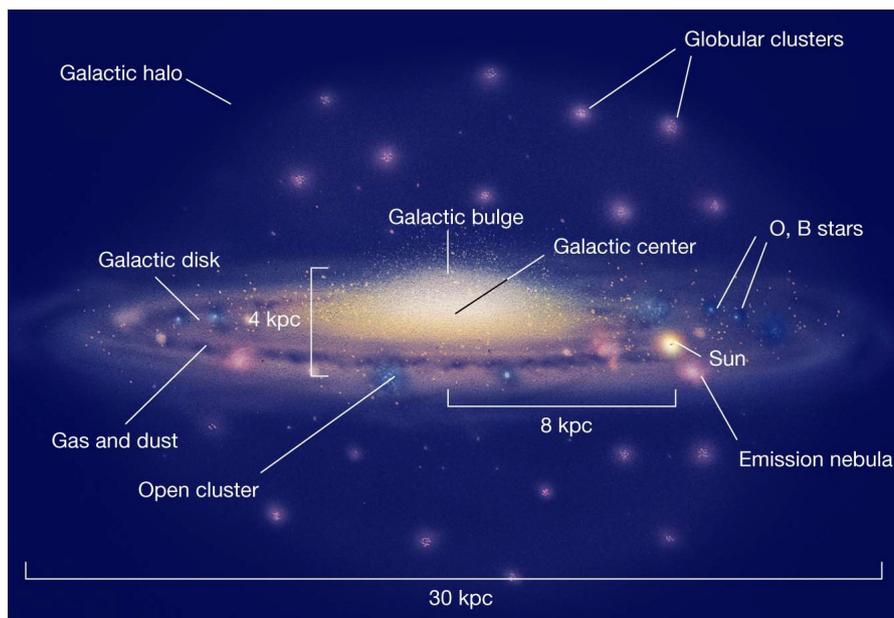


Figura 1.1: Immagine illustrativa della struttura della Via Lattea.

In particolare la Galassia è costituita da tre componenti principali: l'alone, il bulge e il disco.

L'*alone* Galattico ha una struttura sferoidale e circonda completamente la Galassia. È principalmente composto da stelle di Pop.II, ammassi globulari, gas e si pensa anche da materia oscura (non coi sono ancora prove osservative dirette che ne confermino l'esistenza). Il *bulge* galattico è definito come una zona di sovradensità, ricca di stelle, gas e polveri, che emerge dalle regioni più centrali del disco, in analogia con quanto osservato nelle altre galassie a spirale viste di taglio. Vista la posizione del sistema solare all'interno del disco Galattico e l'estinzione prodotta dalle polveri del disco, si sta studiando la struttura del bulge utilizzando soprattutto dati infrarossi. Si è visto che questa componente galattica è composta principalmente da stelle di Pop.II, in particolare da stelle di tipo spettrale F,G e K. Dalla loro distribuzione spaziale, nel 2010 è emerso che il bulge è costituito da due componenti distinte, collocate a distanze diverse e che formano una struttura a forma di X, se vista tangenzialmente al piano del disco. Questa fu una delle prime prove osservative che nel bulge potesse essere presente un'altra componente, la barra.

Nel *disco* è racchiusa la quasi totalità della componente stellare e gassosa, formato da ammassi aperti, stelle di campo, nubi molecolari, regioni HII e idrogeno neutro. Ha una struttura piatta e rotante e in analogia con quanto osservato in Andromeda è formato da bracci di spirale. A partire dagli anni '80 si diffuse l'idea che il disco avesse natura duale. Secondo Gilmore & Reid (1983) era descritto da due profili di densità, con diverse altezze di scala: uno ha un'altezza di scala dell'ordine di 300 pc, mentre l'altro dell'ordine di 1000 pc. Si iniziò a parlare così di *disco sottile* e *disco spesso*. Le due componenti si differenziano per composizione chimica, cinematica ed età. Fanno parte del disco spesso principalmente stelle di Pop.II, con età dell'ordine di 8 Gyr. Dal punto di vista chimico, le stelle del disco spesso hanno $[\alpha/Fe]$ maggiore. Si osserva che a circa $[Fe/H] \approx -1$ si ha la transizione con le stelle di disco sottile, formato principalmente da stelle giovani con $[\alpha/Fe]$ minore, ammassi aperti, gas e polveri. Il disco sottile ha una morfologia più strutturata: nelle regioni più interne si trovano gli ammassi aperti più ricchi di metalli e più giovani rispetto a quelli osservati

nelle regioni più esterne, più poveri di metalli e più vecchi. Questa è la prova osservativa dell'esistenza di un gradiente di metallicità radiale.

La natura duale del disco ha permesso di formulare delle ipotesi sullo scenario di formazione di questa componente. Si pensa che le stelle più vecchie, povere di metalli e ricche di elementi α si siano spostate in verticale rispetto al piano del disco che quindi si è ispessito. Contemporaneamente sul piano galattico si sono formate nuove stelle.

Con l'analisi spettroscopica di stelle appartenenti alle diverse componenti della Via Lattea è possibile ricavare un gran numero di informazioni utili dal punto di vista chimico, cinematico e di età, per vincolare meglio osservativamente i vari modelli teorici di formazione ed evoluzione di galassie.

Negli ultimi anni si sono accumulati molti dati spettroscopici a diversa risoluzione spettrale grazie a survey dedicate, che hanno permesso di derivare parametri fisici e chimici sia di stelle di campo sia di stelle in ammassi aperti e globulari. Il grande contributo osservativo ha permesso e permetterà di porre importanti vincoli alle predizioni teoriche per capire più a fondo la storia evolutiva e di formazione della Via Lattea e poi applicare quanto trovato a tutte le altre galassie simili alla nostra. Nel caso specifico della componente di disco, gli ammassi aperti giocano un ruolo fondamentale grazie alla loro particolare distribuzione spaziale e di età e permettono di ricostruire l'evoluzione passata e la struttura attuale del disco.

1.1 I modelli di formazione ed evoluzione galattica

Storicamente gli ammassi aperti sono gli strumenti più utilizzati per tracciare la struttura e l'evoluzione chimica della componente di disco, visto l'ampio intervallo di età di questi oggetti. In particolare grazie alla spettroscopia ad alta risoluzione, la tecnica osservativa più promettente, è possibile imporre vincoli importanti ai modelli teorici.

Simulazioni cosmologiche su larga scala riproducono bene la distribuzione spaziale delle galassie, ma la conoscenza di cosa avvenga su piccola scala ancora è incompleta. In questo senso, la Via Lattea offre grandi possibilità per testare i modelli di formazione ed evoluzione delle galassie, in quanto la sua componente stellare di disco è facilmente risolvibile in stelle individuali, sia in ammassi che di campo, che si possono analizzare dettagliatamente (Reddy, Lambert, & Giridhar, 2016). Se la maggior parte dell'informazione dinamica è persa nel corso dell'evoluzione a causa di moti dissipativi, la metallicità delle stelle non è variato, se non per evoluzione chimica del mezzo interstellare e delle nubi molecolari da cui si formano. Di conseguenza, i gradienti di metallicità radiale e verticale e l'evoluzione temporale di questi rappresentano importanti vincoli osservativi per i modelli di evoluzione chimica galattica (Magrini et al., 2009). Nel corso degli anni sono stati sviluppati diversi modelli, che si possono suddividere in due grandi categorie le cui principali differenze sono il tasso di formazione stellare considerato e la diversa natura del materiale primordiale da cui si è formato il disco.

In una categoria, si suppone che inizialmente il gradiente di metallicità fosse positivo, con una metallicità maggiore nelle regioni più esterne, arricchite dalla precedente evoluzione dell'alone. Nelle regioni centrali invece la quantità di metalli diminuisce, in quanto durante

la fase di collasso dell'alone nelle zone interne viene arricchito più materiale povero di metalli. La combinazione poi di un aumentato tasso di formazione stellare e la diluizione del materiale nelle regioni esterne, al termine della fase di collasso dell'alone, ha determinato un'inversione del gradiente di metallicità. Un esempio di questo scenario è il modello adottato da Chiappini, Matteucci, & Romano (2001). L'assunzione di partenza è che nella storia evolutiva galattica si siano verificati due episodi di accrescimento distinti e completamente dissociati: in un tempo breve (dell'ordine di 0.8 Gyr) si sono formati bulge e alone, come verificato dalle differenze ottenute con le stime di età degli ammassi globulari. Il secondo evento invece prevede che in un tempo scala funzione crescente della distanza dal Centro Galattico si sia formato il disco. Questo rientra nel tipico scenario *inside-out*, che sembra essere in buon accordo con le osservazioni. Il modello prevede un gradiente di metallicità positivo e gradienti dei rapporti di abbondanze che decrescono con la distanza galattocentrica, in particolare tra 4 e 10 kpc. Si riscontra inoltre che la densità limite da cui dipende il tasso di formazione stellare è molto importante, soprattutto per determinare l'andamento dei gradienti di metallicità, in quanto produce naturalmente un divario tra la formazione delle stelle di alone e di disco. Il modello inoltre prevede che il tempo scala di formazione stellare si allunga più ci si sposta verso la periferia del disco. Per quanto riguarda i gradienti di abbondanze chimiche sono stati trovati diversi andamenti a seconda della specie atomica considerata.

Nell'altra categoria invece, i modelli di evoluzione chimica prevedono un appiattimento del gradiente di metallicità nel tempo (ad esempio Portinari & Chiosi (1999)). Secondo questi modelli, si è avuta un'intesa attività di formazione stellare a seguito del collasso dell'alone nelle regioni centrali, che ha determinato un rapido aumento della metallicità. In circa due-tre miliardi di anni inoltre, questi modelli prevedono che la metallicità abbia raggiunto il valore finale. Al contrario, l'arricchimento nelle regioni più esterne del disco avviene su scale temporali molto più lente. Questo determina l'appiattimento delle metallicità osservate con quelle misurate di ammassi aperti vecchi che si trovano a distanze galattocentriche maggiori. In questo scenario sono stati anche considerati due diversi casi di formazione del disco: per collasso monolitico, secondo cui l'alone ha subito un collasso rapido, e per clustering gerarchico, secondo cui il disco si è formato più lentamente per continuo accrescimento del materiale dal mezzo intergalattico. Il tutto si traduce nell'evoluzione temporale del gradiente di metallicità: nel primo caso si prevede un rapido appiattimento, nel secondo caso invece si prevede un aumento costante della metallicità senza alcun cambio di pendenza.

Dal punto di vista osservativo, si possono derivare i gradienti di metallicità sia per la componente stellare vecchia sia per la componente più giovane, in particolare osservando rispettivamente stelle nella fase di giganti rosse, nebulose planetarie e ammassi aperti vecchi per la prima, e Cefeidi, regioni HII e ammassi aperti giovani per la seconda. In questo modo è possibile derivare il gradiente di metallicità radiale del disco sottile per ottenere informazioni sulla formazione galattica più recente, e con la componente più vecchia si può risalire alla storia di formazione della galassia.

Oltre al gradiente di metallicità sono stati analizzati anche i gradienti dei rapporti di abbondanze, specialmente di elementi α e di elementi del picco del ferro. Questi elementi si differenziano non solo per la struttura atomica, ma soprattutto per i processi di nucleosintesi stellare da cui sono prodotti. In particolare gli elementi α sono prodotti nelle stelle massicce, tipicamente con $M > 8M_{\odot}$, che hanno tempi di vita brevi e terminano la loro evoluzione con eventi di SuperNova di tipo II. Quindi la loro produzione avviene su tempiscala rapidi.

Al contrario, gli elementi del picco del ferro, e in piccole quantità anche gli elementi α , sono principalmente prodotti e rilasciati nel mezzo interstellare dalle SN Ia, che si verificano al termine dell'evoluzione di stelle di massa piccola e intermedia. Questi elementi, al contrario dei primi, sono prodotti su tempiscala molto più lunghi. Ecco che i rapporti di abbondanza possono dare informazioni sul ruolo dei diversi tipi di supernovae nella storia chimica della Via Lattea. In generale il ferro e gli elementi del picco del ferro, come ad esempio il Ni e il Cr, sono prodotti dalle SNIa, dunque non ci si aspetta una particolare evoluzione temporale dei loro rapporti di abbondanza. Per quanto riguarda gli elementi α , ad esempio Si, Ca e Ti, prodotti nelle stelle massicce e rilasciati nel mezzo interstellare con SNII, mostrano andamenti temporali differenti. La produzione di Ca e Fe avviene su tempiscala comparibili, mentre il Si è prodotto molto più rapidamente in passato rispetto al Fe, quindi nelle regioni più esterne ci si aspetta rapporti [Si/Fe] maggiori.

Questi andamenti osservati sono confermati dalle predizioni teoriche. Tuttavia il campione osservativo soprattutto delle regioni più esterne del disco sono ancora esigue e l'arricchimento di elementi α è ancora oggetto di dibattito. Negli ultimi anni il numero di ammassi aperti osservati a grandi distanze galattocentriche è aumentato e grazie a questi sarà possibile indagare meglio quelle regioni.

1.2 Gli ammassi aperti vecchi

Gli ammassi aperti (open clusters, OCs) sono gruppi stellari che si formano nel disco galattico, dove la quantità di gas disponibile è maggiore e quindi se ne formano di continuo. Questi oggetti sono sufficientemente legati gravitazionalmente da non dissolversi subito e disperdersi in stelle di campo a seguito di incontri con nubi molecolari.

In prima approssimazione, le stelle di ammasso nascono da una stessa nube molecolare, di conseguenza hanno più o meno tutte la stessa età, distanza, composizione chimica e condividono la stessa cinematica. Tuttavia recenti evidenze osservative hanno confermato l'esistenza di popolazioni stellari multiple all'interno di uno stesso ammasso. Questo fa degli ammassi stellari degli ottimi laboratori per testare le teorie di evoluzione stellare. Gli OCs in generale hanno metallicità tra -0.3 e +0.4 dex e sono costituiti principalmente da stelle di Pop.I. Hanno età tra 0.001 e 9 Gyr, più giovani della controparte globulare, e sono formati da un numero più esiguo di stelle. Queste caratteristiche sono dettate principalmente dalla morfologia della zona in cui si formano. In particolare, il tasso di formazione stellare più elevato nella componente di disco e la presenza di nubi molecolari di grandi dimensioni determinano la sopravvivenza degli OCs. Esistono due grandi categorie di OCs, quelli più giovani e quelli più vecchi, con gli ultimi che hanno età superiori a 1 Gyr. Gli OCs vecchi in particolare hanno da sempre suscitato grande interesse sia osservativamente che teoricamente. Hanno tipicamente masse iniziali stimate di $10^4 M_{\odot}$, sono più concentrati e si trovano prevalentemente a grandi distanze dal Centro Galattico. Questo significa che sono sopravvissuti alle forze mareali e agli incontri con nubi molecolari di grandi dimensioni. Sono di particolare interesse sia perché nel loro diagramma colore-magnitudine si possono facilmente identificare diversi stadi evolutivi stellari (vedere Fig.1.2) sia perché sono i traccianti ideali delle evoluzioni chimiche e dinamiche del disco galattico, in particolare delle regioni più esterne.

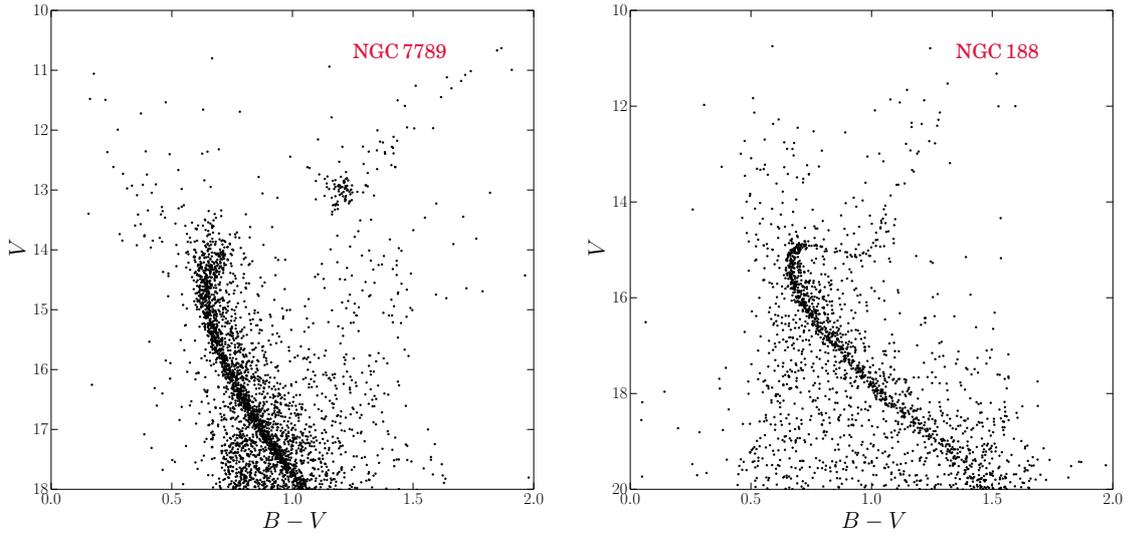


Figura 1.2: Esempi di ammassi aperti a diverse età: NGC 7789 di età $\tau = 1.5$ Gyr (Girardi et al.2000*), nel pannello di sinistra, e NGC 188 di età $\tau = 6 - 7$ Gyr (Carraro et al. 1999*), nel pannello di destra. I dati fotometrici sono presi da WEBDA.

Oltre alla sequenza principale si possono identificare anche stelle in stadi evolutivi avanzati: nel pannello di sinistra, tipico di un ammasso di età intermedia, queste si trovano nel Red Clump (RC), un gruppo di stelle nella fase di bruciamento dell'elio, mentre nel pannello di destra, tipico di un ammasso aperto vecchio, dopo la Sequenza Principale si osserva il ramo delle sub-giganti, a cui segue il ramo delle giganti rosse. In questo lavoro sono stati analizzati due ammassi, NGC 6940 e Tombaugh 5, che presentano nel loro diagramma colore-magnitudine il RC e di cui ne sono state analizzate rispettivamente undici e sette stelle.

Le stelle di RC sono le stelle più brillanti che si osservano in un ammasso aperto di età intermedia, seppur siano presenti in numero esiguo. Sono molto importanti perché permettono di derivare il modulo di distanza e l'estinzione dell'intero ammasso grazie a interpolazione delle isocrone sul diagramma colore-magnitudine, nota la metallicità, in quanto hanno tutte più o meno la stessa luminosità. Dal punto di vista spettroscopico, le RC possono essere identificate facilmente in una survey, in quanto sono altamente concentrate nel piano temperatura effettiva-gravità superficiale, con dispersioni tipiche nei valori di gravità inferiori all'errore tipico spettroscopico, dell'ordine di 0.1 dex (Girardi, 2016).

1.3 Scopo della tesi

Grazie alle missioni spaziali come *Gaia* (Perryman et al., 2001) e *Kepler* (Gilliland et al., 2010) e unitamente alle survey spettroscopiche da terra, il campione osservativo con cui sarà possibile definire ulteriori vincoli ai modelli teorici di evoluzione chimica galattica si sta ampliando notevolmente. La *Gaia*-ESO Survey (GES, Gilmore et al. (2012)) e la Open Cluster Chemical Abundances from Spanish Observatories (OCCASO, Casamiquela et al. (2016)) sono tra le più importanti survey ad alta risoluzione con cui si stanno accumulando

un gran numero di dati spettroscopici. Oltre a queste ne sono state avviate molte altre, come per esempio la RAdial Velocity Experiment (RAVE, Conrad et al. (2014)), la GALactic Archaeology with HERMES (GALAH, De Silva et al. (2015)), la Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE, Frinchaboy et al. (2013)).

Nel progetto GES è previsto un programma dedicato per studiare i gradienti di metallicità e gli andamenti delle altre abbondanze chimiche di stelle di ammassi aperti del disco galattico osservabili dall'emisfero australe. In particolare le osservazioni includono ammassi aperti con età superiori a 0.1 Gyr (Magrini et al., 2017) e sono utilizzati gli strumenti GIRAFFE e UVES dell'ESO. Con il secondo strumento, si ottengono spettri che coprono un intervallo tra 4800-6800 Å con una risoluzione di 47000 di prevalentemente stelle di RC per cui si misurano le velocità radiali e le abbondanze chimiche. Le osservazioni di UVES sono svolte appositamente per ottenere un campione omogeneo di abbondanze chimiche per studiare il disco Galattico. Tuttavia ci sono alcuni ammassi aperti vecchi molto interessanti, per esempio NGC 6791, il più ricco di metalli, e Berkeley 17, il più vecchio, che sono nell'emisfero boreale e quindi non potranno essere osservati nell'ambito GES. In questo senso OCCASO è stata sviluppata per contribuire con osservazioni compiute dall'emisfero Nord da diversi telescopi spagnoli, con cui si acquisiranno spettri ad alta risoluzione ($R > 62000$) per misurare velocità radiali accurate e abbondanze chimiche per più di 20 specie atomiche differenti di stelle in ammassi aperti.

Il mio lavoro di tesi, in analogia con quanto realizzato da Carraro, Semenko, & Villanova (2016) su NGC 7762, vuole essere un contributo per il campione osservativo degli ammassi aperti dell'emisfero boreale. Ho analizzato spettri di stelle di RC appartenenti a due ammassi aperti di età intermedia, nell'emisfero Nord e per cui non sono disponibili misure dettagliate di velocità radiali e soprattutto di abbondanze.

La tesi è organizzata come segue: nel Capitolo 2 è descritto il campione analizzato in questo lavoro; segue poi il Capitolo 3 in cui sono state misurate le velocità radiali per tutte le stelle osservate, utilizzando il task `fxcor` di IRAF. Nel Capitolo 4 invece sono stati misurati i parametri atmosferici stellari utilizzando dai fotometrici per avere delle stime iniziali per trovare il modello di atmosfera che meglio descrive la stella. Nel Capitolo 5 è svolta l'analisi delle abbondanze chimiche, utilizzando due diversi codici, MOOG e SP_Ace e i risultati ottenuti sono riportati nel Capitolo 6.

Capitolo 2

Dati

Gli spettri analizzati in questa tesi sono stati acquisiti con il Main Stellar Spectrograph (MSS) del telescopio Big Telescope Alt-azimuth di 6 m (BTA-6) dell'Osservatorio Speciale Astrofisico (Special Astrophysical Observatory, SAO) a Nizhny Arkhyz in Russia.

Dopo una breve descrizione del telescopio e dello strumento utilizzati, in Sez.2.1, in questo capitolo sono descritti i due ammassi NGC 6940 e To 5 sulla base di studi precedenti.

2.1 Il BTA-6 e il MSS

Il BTA-6 è un telescopio ottico con apertura di 6m, costruito negli anni sessanta del secolo scorso e attivo dal 1975. Fino al 1990 è stato il telescopio più grande al mondo, sorpassato poi dal Keck I. È situato vicino al Monte Pastukhova a circa 2070 metri s.l.m., alle coordinate longitudine $41^{\circ}26'30''$ e latitudine $+43^{\circ}39'12''$. In Tab.2.1 sono riportate alcune caratteristiche tecniche del telescopio.

Tabella 2.1: Specifiche del telescopio BTA-6 al SAO in Russia.

Diametro del primario	6.05m
Lunghezza focale	24m
Area colletttrice	25.1m
Intervallo di lunghezza d'onda	0.3-10 mkm
Risoluzione angolare	0.6 arcsec
Risoluzione angolare interferometrica	0.02 arcsec
Massa primario	42 tons
Massa totale telescopio	850 tons
Altezza del telescopio	42m
Altezza cupola	53m

Il telescopio è costituito da uno specchio primario parabolico di diametro di 6.05m e con lunghezza focale di 24m. Al fuoco dello specchio primario, sono posizionate le lenti correttive e alcune ottiche rimovibili, insieme al dispositivo meccanico per muoverle e a uno specchio secondario iperbolico. Il tutto segue i moti del telescopio durante l'osservazione. Date le dimensioni del primario e la sua lunghezza focale, la montatura del telescopio è

altazimutale, con l'asse principale, azimut, perpendicolare al suolo. È una montatura più robusta e rigida della montatura equatoriale in quanto il centro di gravità corrisponde con il centro dell'asse di rotazione, al contrario dell'equatoriale. Con telescopi di grandi dimensioni come il BTA-6, questo tipo di montatura è vantaggiosa dal punto di vista dei costi di produzione e per la semplice costruzione meccanica. Tuttavia, a differenza della montatura equatoriale, in questa configurazione non è possibile seguire l'oggetto astronomico durante la notte a seguito della rotazione terrestre. I telescopi altazimutali devono essere ruotati attorno a entrambi gli assi con velocità variabili per tracciare il moto equatoriale.

Test di laboratorio sul BTA-6 hanno verificato che il 90% della luce è concentrata in un'immagine di 0.8" di diametro, determinata principalmente dal microclima della cupola e dagli scambi termici con l'ambiente esterno. In buone condizioni atmosferiche, ovvero quando differenze di temperatura specchio primario-cupola e cupola-ambiente esterno sono piccole, la dimensione dell'immagine è limitata dalla turbolenza atmosferica.

Lo schema ottico del telescopio permette di lavorare alla distanza focale del primario o ai due fuochi Nasmyth ($f/30$): nel corso delle osservazioni è anche possibile osservare uno stesso oggetto ai due fuochi distinti, visto che il passaggio da una o l'altra configurazione richiede dai 3 ai 4 minuti.

Data la sua posizione, il telescopio risente delle turbolenze atmosferiche indotte dai vicini Monti Urali e osservazioni con risoluzione angolare di 1 arcsec o meno sono rare. Tuttavia con questo telescopio si possono osservare oggetti fino alla 26-esima magnitudine. Si possono trovare maggiori dettagli al sito <https://www.sao.ru/Doc-en/Telescopes/bta/descrip.html>.

Il MSS è uno spettrografo a dispersione singola situato al fuoco Nasmyth 2 del BTA-6. Lo strumento occupa una posizione fissa a lato del telescopio, come si può vedere in Fig.2.1.

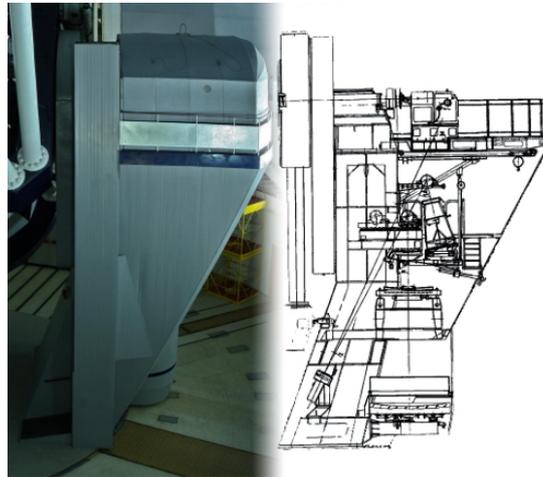


Figura 2.1: Immagine del MSS e suo schema ottico.

Il MSS è stato ideato e costruito contemporaneamente alla realizzazione del telescopio. Di fatto si tratta dello strumento più vecchio ancora utilizzabile presente al BTA-6 e nel corso degli anni ha subito numerose modifiche. Attualmente lo strumento è equipaggiato con un analizzatore di polarizzazione circolare per lo studio dei campi magnetici stellari. In modalità polarimetrica è possibile osservare stelle fino alla dodicesima magnitudine.

dine. Lo spettrografo è combinato con un doppio image slicer ideato da Chountonov (2004)¹.

Per gli scopi di questo lavoro, lo strumento è stato usato nella modalità base a dispersione singola: gli spettri acquisiti coprono un intervallo spettrale tra 5840-6690Å con risoluzione media di circa $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} = 12000$.

2.2 Osservazioni e riduzione dati

Le osservazioni sono state condotte nelle notti del 7 e 8 Settembre 2017. Le notti sono state caratterizzate da tempo generalmente stabile, ma la presenza di forte umidità determinata dal passaggio nei giorni precedenti di una perturbazione ha determinato la formazione di condensa sulla finestra di entrata dello strumento. In Tab.2.2 sono riportate le stelle osservate con relative coordinate, magnitudini visuali e infrarosse, tempo di esposizione e rapporto S/N, misurato con il task `splot` di `IRAF` e in una regione priva di righe spettrali e lontana da righe molto intense, attorno a 6070Å.

¹<https://www.sao.ru/hq/lizm/mss/en/>

Tabella 2.2: Coordinate, magnitudini, tempo di esposizione e $\frac{S}{N}$ per le stelle di cui sono stati acquisiti spettri.

ID ^a	R.A.(J2000.0)	Dec.(J2000.0)	V ^c	B-V ^c	J ^d	H ^d	K ^d	$t_{exp}(s)$	$\frac{S}{N}$
NGC 6940									
28	20:33:25.0	+28:00:46.9	11.56	+1.12	9.565	9.049	8.929	2400	68
60	20:33:59.6	+28:03:01.7	11.56	+1.11	9.593	9.103	8.974	2400	92
67	20:34:04.1	+28:16:48.6	11.18	+1.13	9.134	8.608	8.518	2000	135
69	20:34:05.7	+28:11:18.4	11.64	+1.08	9.573	9.068	8.949	2400	105
87	20:34:14.7	+28:22:15.9	11.32	+1.08	9.378	8.867	8.739	2000	115
108	20:34:25.6	+28:13:41.5	11.19	+1.04	9.275	8.857	8.696	2000	110
130	20:34:38.7	+28:20:22.7	11.39	+1.07	9.453	8.966	8.853	2400	103
132	20:34:40.1	+28:26:38.9	10.97	+1.10	9.039	8.491	8.391	1800	125
138	20:34:45.8	+28:09:04.7	11.36	+1.08	9.403	8.960	8.809	2000	101
139	20:34:47.6	+28:14:47.3	11.38	+1.08	9.464	8.942	8.804	2000	94
152	20:34:56.6	+28:14:27.1	10.84	+1.08	8.863	8.350	8.263	1800	101
To 5									
0006	03:48:17.46	+59:11:19.68	12.198	1.714	8.888	8.222	7.960	2700	118
5274	03:46:55.60	+58:55:34.79	11.982	1.646	8.993	8.360	8.360	2700	139
5521	03:48:47.41	+59:02:28.18	12.238	1.660	9.231	8.279	8.483	2700	165
7701	03:47:30.98	+59:02:50.89	12.011	1.933	8.531	7.581	7.797	2700	111
7834	03:47:49.92	+58:56:20.84	12.769	1.585	9.624	8.782	9.015	3600	105
8080	03:48:29.20	+59:00:36.68	12.726	1.677	9.628	8.752	8.969	3600	86
8099	03:48:32.98	+59:15:16.63	12.239	1.944	8.651	7.699	7.936	2300	76

^a Numerazione di NGC 6940 presa da Lata et al. (2004), di To5 da Vasilevskis & Rach (1957)

^c Fotometria di Larsson-Leander (1964) per NGC 6940 e di Maciejewski & Niedzielski (2007) per To5.

^d Cutri et al. (2003)

Oltre alle immagini scientifiche, sono state acquisite dieci immagini di bias all'inizio e alla fine di ogni notte. Nella prima notte inoltre sono state acquisite venti immagini di flat-field e tre della lampada di calibrazione al Th-Ar, mentre nella seconda notte sono state acquisite dieci immagini di flat-field e quattro immagini della lampada di calibrazione.

Gli spettri sono stati ridotti con il pacchetto ESO-MIDAS e con il software IRAF. Dopo la costruzione del master bias e sottrazione di questo da tutte le immagini, queste sono state corrette per luce diffusa e sono state identificate le singole aperture. Da queste immagini bidimensionali, sono stati estratti gli spettri monodimensionali e successivamente normalizzati al continuo. Infine è stata applicata per ognuno la correzione eliocentrica. La soluzione per la calibrazione in lunghezza d'onda è stata ottenuta per ogni spettro usando l'immagine della lampada di calibrazione acquisita temporalmente più vicina all'immagine scientifica.

In Fig.2.2 è riportato un estratto degli spettri delle stelle di entrambi gli ammassi, arbitrariamente spostati in ordinata di una quantità costante.

2.3 NGC 6940

NGC 6940 è un ammasso aperto nella costellazione Vulpecula nell'emisfero boreale, alle coordinate $\alpha(\text{J2000.0})=20\text{h}34\text{m}26\text{s}$ e $\delta(\text{J2000.0})=+28^\circ17'00''$. In Tab.4.1 sono riportati alcune informazioni sull'ammasso trovate su WEBDA².

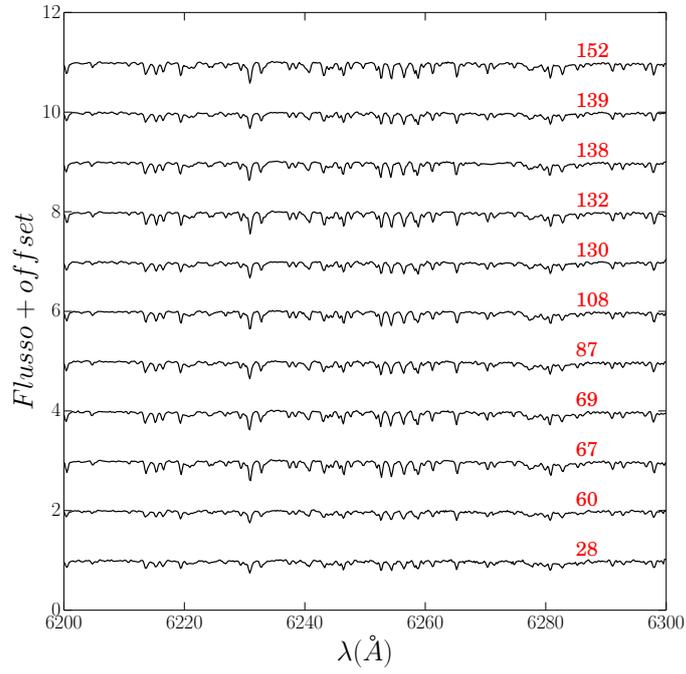
Longitudine Galattica	69.860
Latitudine Galattica	-7.147
$d(\text{pc})$	770
$E(B - V)(\text{mag})$	0.214
$(m - M)_v$	10.10
$\log(t)$	8.86
Metallicità	$+0.01 \pm 0.06$

Tabella 2.3: Dati di NGC 6940.

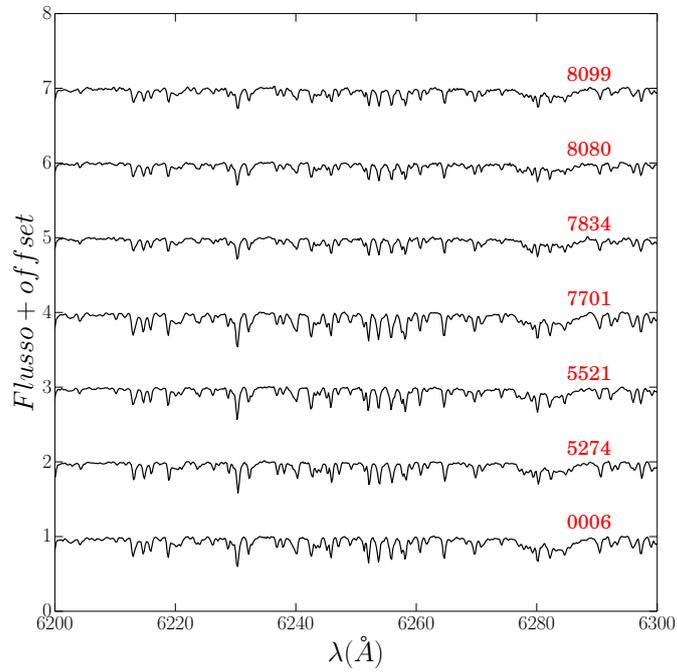
È un ammasso di età intermedia, attorno a 1 Gyr, e che appare abbastanza diffuso, tant'è che è difficile separare le stelle membri dalle stelle di campo. La stella più brillante è FG Vulpeculae, una stella semiregolare la cui magnitudine varia tra il minimo di 9.0 e il massimo di 9.5 ogni 80 giorni.

Il primo studio per definire i moti propri delle 216 stelle membri fu condotto da Vasilevskis & Rach (1957) , i quali ne definirono anche il sistema di numerazione tuttora usato e misurarono un eccesso di colore $E(B-V)=0.5$ mag.

²<https://www.univie.ac.at/webda/>



(a)



(b)

Figura 2.2: Estratto degli undici spettri ottenuti di NGC 6940, Fig.2.2(a), e di To5, Fig.2.2(b), arbitrariamente spostati di una quantità costante.

L'anno successivo, Walker (1958) condusse un primo studio fotometrico dettagliato di NGC 6940. L'autore analizzò le stelle identificate nel precedente lavoro in tre bande fotometriche distinte e realizzò i primi diagrammi colore-magnitudine e colore-colore. Dall'analisi di questi emerse che l'ammasso è caratterizzato da arrossamento non uniforme e che il modulo di distanza è pari a 10.0 mag. Inoltre osservò dall'analisi di alcuni spettri a bassa risoluzione che l'oggetto è composto da un numero non indifferente di stelle evolute, principalmente di classe F2.

Il lavoro di Walker fu ampliato e completato da Johnson et al. (1961), che misurarono, utilizzando dati fotometrici presi in tre bande distinte, il modulo di distanza pari a 9.5 mag ed eccesso di colore variabile su tutto il campo mediamente pari a 0.26 mag. Tuttavia il campione di stelle analizzato era fortemente contaminato da stelle di campo, come stabilito dallo studio di Larsson-Leander (1964). Il diagramma colore magnitudine realizzato con i loro dati si può osservare in Fig.2.3, in cui sono rappresentate in rosso le stelle di RC analizzate in questo lavoro.

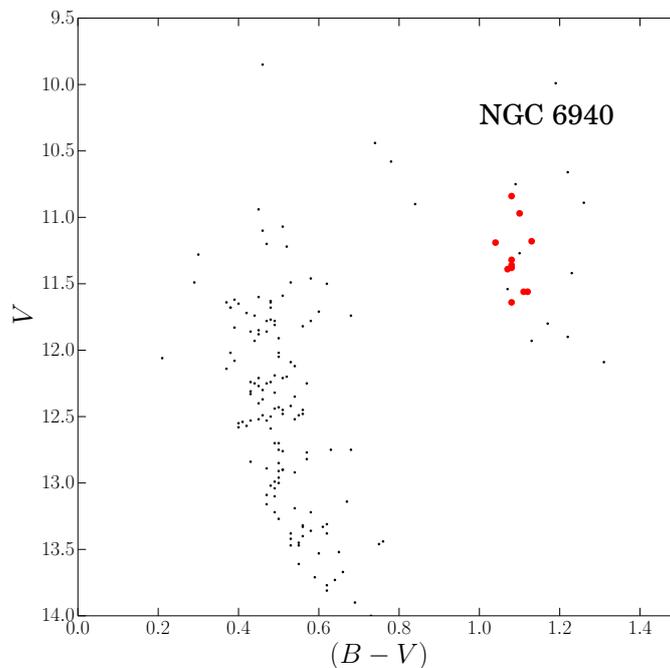


Figura 2.3: Diagramma colore-magnitudine di NGC 6940, realizzato con i dati fotometrici di Larsson-Leander (1964).

Il primo studio spettroscopico di NGC6940 fu condotto da Wallerstein (1962), il quale analizzò nove stelle confermate membri da Vasilevskis & Rach e stimandone la velocità radiale media di 4 ± 5 km/s.

Un altro studio spettroscopico fu condotto da Svolopoulos (1961) che analizzò stelle vicino al centro dell'ammasso, prevalentemente di classe spettrale F ma con diverse classi di luminosità. L'autore inoltre misurò il modulo di distanza e l'eccesso di colore pari a rispettivamente 10.1 e 0.18 mag.

Sanders (1972) sviluppò un metodo per definire l'appartenenza di stelle agli ammassi basato sul metodo della massima verosimiglianza. Indagò l'appartenenza di circa 183 stelle nella regione di NGC 6940, confermando 104 membri.

Una prima caratterizzazione completa di ammasso fu realizzata da Jennens & Helfer (1975) i quali utilizzando dati fotometrici nelle bande UBVI_z di giganti rosse ricavarono una stima di età di 500 Myr, un modulo di distanza di 10.2 mag e un eccesso di colore di 0.16, confermando i risultati ottenuti da Hartwick & McClure (1972).

Geisler (1988) analizzò spettri a risoluzione media di stelle confermate membri da Sanders (1972), ottenendo una misura di velocità radiale con una stima di 5.7 ± 1.5 km/s.

Un altro lavoro sulle velocità radiali fu condotto da Mermilliod & Mayor (1989) che misurarono velocità di venti stelle selezionate dal catalogo di Sanders. L'appartenenza fu confermata per tutte le stelle e la velocità media di ammasso risultò pari a $+7.75 \pm 0.13$ km/s. Gli autori inoltre confermarono l'esistenza di sei binarie spettroscopiche, tra cui la #130 analizzata anche in questo lavoro e osservarono che la #152 occupa una posizione tipica di una binaria nel diagramma colore-magnitudine pur non mostrando alcun segno di variabilità. Probabilmente si tratta di una stella doppia con grande separazione.

Uno dei primi studi sulla metallicità di NGC 6940 fu condotto da Strobel (1991). Utilizzando dati fotometrici, l'autore derivò per l'ammasso un valore di metallicità pari a -0.1 ± 0.1 dex, modificata in un lavoro successivo a -0.14 dex in base all'età e alla posizione.

Thogersen, Friel, & Fallon (1993) analizzarono spettri CCD di media risoluzione di sei stelle di RC confermate membri. Misurarono sia le velocità radiali, stimando un valore medio di 11 ± 7 km/s, e con gli indici spettrale del Mg e del Fe derivarono una metallicità di -0.06 ± 0.13 dex.

Usando i dati spettroscopici di questo autore, Friel et al. (2002) misurarono un valore di metallicità di -0.12 ± 0.10 dex, in contrasto con la stima di Twarog, Ashman, & Anthony-Twarog (1997) che ottennero un valore di 0.01 ± 0.06 dex.

Il lavoro più recente e dettagliato sulla misura delle velocità radiali fu condotto Mermilliod, Mayor, & Udry (2008), che osservarono ventisei possibili candidati a giganti rosse, tra cui le stesse stelle analizzate nello studio precedente, confermando l'appartenenza per ventuno di queste e stimando nuovamente la velocità media di ammasso, pari a 7.89 ± 0.14 km/s. Questo lavoro è stato confrontato poi con i risultati ottenuti in Sez.3.

In ultimo, le ultime stime di metallicità sono state derivate nei lavori di Blanco-Cuaresma et al. (2015) e Boeche (2016), che derivarono stime molto simili tra loro, pari a $+0.04 \pm 0.09$ e $+0.04 \pm 0.02$ dex rispettivamente. Quest'ultimo lavoro è stato usato per confrontare i risultati ottenuti in Sez.5.

L'ammasso suscitò interesse anche per la presenza di alcune sorgenti di raggi X, prevalentemente sistemi binari a ridosso del gap di Hertzsprung composti da una gigante rossa e da una stella secondaria di tipo spettrale A o F e con un rapporto di massa superiore a 0.8 (Tagliaferri & Belloni, 1997; Barrado y Navascués & Dupree, 1997; van den Berg & Verbunt, 2001).

2.4 Tombaugh 5

Tombaugh 5 è un ammasso aperto appartenente alla regione Camelopardalis dell'emisfero boreale, nella costellazione della Giraffa, alle coordinate sono $\alpha=3\text{h}47\text{m}48\text{s}$, $\delta=+59^\circ03'00''$. In Tab.2.4 sono riportati alcune informazioni sull'ammasso trovate su WEBDA.

Longitudine Galattica	143.942
Latitudine Galattica	3.573
$d(\text{pc})$	1750
$E(B - V)(\text{mag})$	0.80
$(m - M)_v$	13.70
$\log(t)$	8.30

Tabella 2.4: Dati di To5.

L'ammasso fu scoperto tra gennaio e febbraio del 1941 da C. Tombaugh, durante la sua indagine nelle regioni circumpolari dell'emisfero boreale con il Lawrence Lowell Telescope da 13 pollici. Scopri 3 nuovi ammassi che non erano stati catalogati da Shapley o Trumpler: l'ammasso appare grande e facilmente identificabile al telescopio, classificabile come un ammasso di classe "III2m" o "e", con un diametro di 17 arcmin e composto da circa 80 stelle tra la 14-16esima magnitudine. La distanza fu stimata tra 2000 e 30000 anni luce (Tombaugh, 1941).

Il primo CMD fu realizzato da Reddish (1954) che osservò l'oggetto nelle bande B e V. A differenza di quanto stabilito da Tombaugh, l'autore definì l'oggetto come un semplice ammasso galattico, di Popolazione I con poche giganti gialle, con il gap di Hertzsprung (che rappresenta il gap visibile tra la sequenza principale e il Red Clump in quanto l'evoluzione durante la fase sub-gigante è veloce e non si osservano stelle in questa fase) distante circa 0.4 mag dalle ultime stelle della sequenza principale. Inoltre ne stimò la distanza, pari a 1800 pc, il modulo di distanza di 11.25 corretto per assorbimento, per cui assunse un valore pari a 1.05 mag.

Solo Lata et al. (2004) realizzarono un diagramma colore-magnitudine con osservazioni più profonde del lavoro precedente, arrivando fino alla 21-esima magnitudine. Tuttavia la contaminazione da stelle di campo era molto intensa. Gli autori riuscirono comunque a misurare un raggio di core dell'ordine di 3 arcmin. Con il metodo delle isocrone caratterizzarono quasi completamente l'ammasso, misurando $E(B-V)=0.80\pm0.5$, $(m-M)_V=13.70$ non corretto per assorbimento, distanza di 1.75 kpc ed età dell'ordine di 200Myr. L'anno successivo, Lata (2005) ottenendo la funzione di massa e quella di luminosità di To5, trovando evidenze di segregazione di massa e un andamento del tutto analogo alla funzione di massa di Salpeter.

Maciejewski & Niedzielski (2007) realizzarono nuove osservazioni fotometriche dell'ammasso nelle bande B e V e stimarono nuovamente i parametri fisici, ripulendo il diagramma colore-magnitudine dalle stelle di campo in maniera statistica, e trovando una distanza pari a 1.33 kpc, età di 251 Myr e raggio limite di 11.8 arcmin. Il diagramma colore-magnitudine realizzato con i loro dati è riportato in Fig.2.4, in cui i punti rossi sono le stelle analizzate.

Utilizzando la fotometria infrarossa di 2MASS, Majaess, Turner, & Lane (2008) hanno dato nuove stime di distanza ed età pari a 1.66 ± 0.20 kpc e $\log(t) = 8.35 \pm 0.15$.

L'ultimo studio condotto su To 5 risale a Zdanavičius et al. (2011), i quali hanno confermato le precedenti stime dei parametri di ammasso ed in più hanno identificato due possibili blue-stragglers e sette possibili stelle di tipo spettrale F,G,K.

A differenza di NGC 6940, non sono stati realizzati studi sulle velocità radiali e sulla metallicità. I risultati ottenuti in questo lavoro sono i primi mai realizzati.

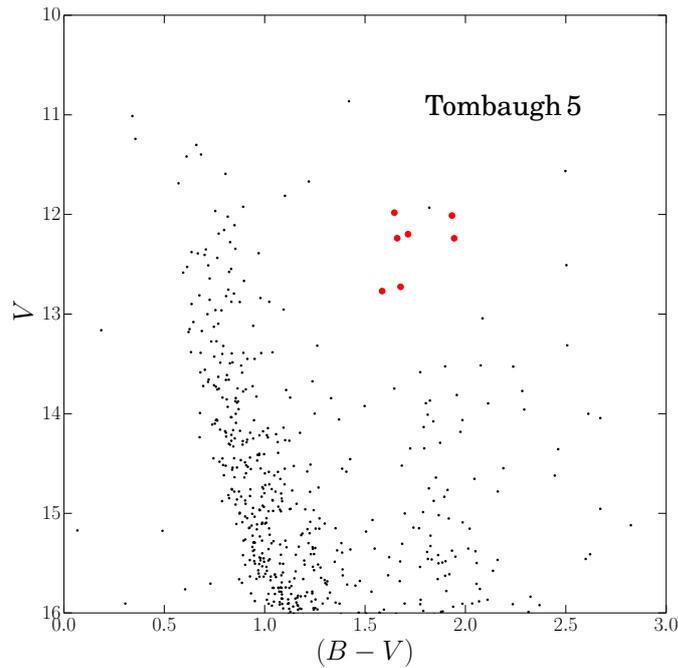


Figura 2.4: Diagramma colore-magnitudine di To 5, realizzato con i dati fotometrici di Maciejewski & Niedzielski (2007).

Capitolo 3

Le velocità radiali

La velocità nello spazio delle stelle si può scomporre in due componenti: una proiettata lungo la linea di vista, la velocità *radiale* (V_{rad}), e una proiettata in direzione ortogonale alla linea di vista e tangente alla traiettoria in ogni suo punto, la velocità *tangenziale* (V_{tan}). In prima approssimazione le stelle di ammasso nascono dalla stessa nube molecolare e hanno stessa età, metallicità, cinematica, distanza e assorbimento interstellare. Tuttavia si possono osservare piccole variazioni da stella a stella, sia per quanto riguarda la metallicità (inferiori a 0.1 dex considerando gli errori di misura), sia per quanto riguarda la velocità radiale. Sono proprio queste variazioni in velocità che ne definiscono l'appartenenza all'ammasso. Misurando le velocità radiali per tutte le stelle nella regione dell'ammasso ed eliminando le stelle di campo, si può calcolare la dispersione in velocità e da questa ottenere una stima della massa dell'ammasso.

In questo capitolo sono riportate le misure velocità radiali delle stelle osservate che ho ottenuto utilizzando il task `fxcor` del pacchetto `rv` del software per l'analisi di immagini astronomiche IRAF ¹. Ho poi corretto gli spettri con questi valori di velocità radiale con il task `dopcor` di IRAF per riportarli a un sistema di riferimento a velocità nulla, altrimenti i codici per l'analisi delle abbondanze chimiche non possono riconoscere le righe dalla loro posizione e calcolarne le abbondanze.

In seguito, ho confrontato le misure di NGC 6940 con studi precedenti, mentre quelle di To 5 sono le prime mai effettuate.

Infine ho calcolato la dispersione di velocità e stimato la massa di entrambi gli ammassi.

3.1 Velocità radiale e tangenziale

L'allontanamento ($V_{rad} > 0$) o avvicinamento ($V_{rad} < 0$) della stella determina l'effetto Doppler, ovvero uno spostamento delle lunghezze d'onda della radiazione emessa dalla stella verso valori maggiori se in allontanamento (*redshift*) o verso valori minori se in avvicinamento (*blueshift*).

¹IRAF, Image Reduction and Analysis Facility, è un software per l'analisi di immagini astronomiche, distribuito dall'osservatorio Ottico Nazionale Astronomico (National Optical Astronomy Observatory, NOAO, a Tucson in Arizona. NOAO è gestito dall'Associazione delle Università per la Ricerca in Astronomia (AURA), Inc. in accordo con la Fondazione Nazionale della Scienza.

La V_t invece definisce l'apparente spostamento della stella nel cielo, il cosiddetto moto proprio, espresso come $\mu = (\mu_\alpha, \mu_\delta)$ e misurato in mas/yr. Osservando la stella in epoche diverse, è possibile ottenere una misura di questa quantità e risalire alla velocità, nota la distanza D .

In formule si avrà che:

$$V_r = \frac{\lambda_e - \lambda_0}{\lambda_0} c \quad km/s \quad V_t = 4.74 \mu D \quad km/s \quad (3.1)$$

dove λ_0 è il valore della lunghezza d'onda misurata in laboratorio, λ_e è la radiazione emessa e c è la velocità della luce, pari a 299792.458 km/s. Le misure di velocità sono effettuate rispetto al moto dell'osservatore. Dunque tengono conto di vari contributi, quali il moto di rivoluzione della Terra attorno al Sole, il moto di rotazione terrestre, il moto nel sistema Terra-Luna, il moto del sistema solare attorno al Centro Galattico. Si tratta della velocità eliocentrica, che è calcolata considerando i tempi di osservazione, le coordinate dell'oggetto osservato e le coordinate del sito astronomico. Gli spettri devono essere corretti per questa velocità per poterne misurare la velocità radiale il più esatta possibile. I dati analizzati in questo lavoro sono stati già corretti durante la riduzione dati.

3.1.1 fxcor

`fxcor` utilizza il metodo della correlazione incrociata implementato da Tonry & Davis (1979).

Il task calcola la funzione di correlazione (dall'inglese cross-correlation function, CCF), che definisce la probabilità che due spettri, quello osservato e uno a velocità nulla, siano correlati in funzione dello sfasamento in pixel applicato allo spettro osservato per sovrapporlo all'altro. La CCF è poi interpolata nella parte centrale, a qualche pixel attorno al picco, con un profilo gaussiano. La posizione in pixel del picco corrisponde proprio allo spostamento cercato e questa è poi convertita dal task in velocità espressa in km/s.

In generale si ottiene un'ottima correlazione tra i due spettri se il picco si trova sopra a 0.8, anche se è accettabile un valore superiore a 0.5 (Alpaslan, 2009). In generale il picco della CCF di tutte le stelle analizzate in questa tesi si trova al di sopra di 0.99, quindi la correlazione è precisa. Inizialmente conviene correlare i due spettri su tutto l'intervallo di lunghezza d'onda, per ottenere una prima stima della velocità, e poi limitarsi a intervalli che contengano il maggior numero possibile di righe spettrali. Si cerca sempre comunque di evitare le righe del fondocielo, che potrebbero influenzare le misure. In Fig.3.1 si può vedere un esempio della CCF calcolata da `fxcor`. Nel pannello in alto è mostrato l'intervallo di lunghezza d'onda dello spettro osservato su cui viene eseguito il task, mentre nel pannello più in basso si può vedere la funzione di correlazione con il profilo gaussiano sovrapposto e varie informazioni calcolate dal task. Tra queste le più importanti per capire la qualità della correlazione sono l'altezza h , la larghezza del profilo e il parametro $R = h/\sqrt{2}\sigma_a$, dove σ_a definisce il picco medio nelle altre parti della CCF. Più questo valore è alto, più la correlazione è esatta.

I parametri di input da impostare nel task sono: `objects`, in cui è specificata una lista di spettri di cui si vuole calcolare la velocità, `templates`, in cui si specifica lo spettro a velocità nulla, `osample`, che definisce l'intervallo dello spettro osservato, in pixel o lunghezza d'onda, su cui effettuare la correlazione e infine `rsample`, come l'altro parametro ma relativo

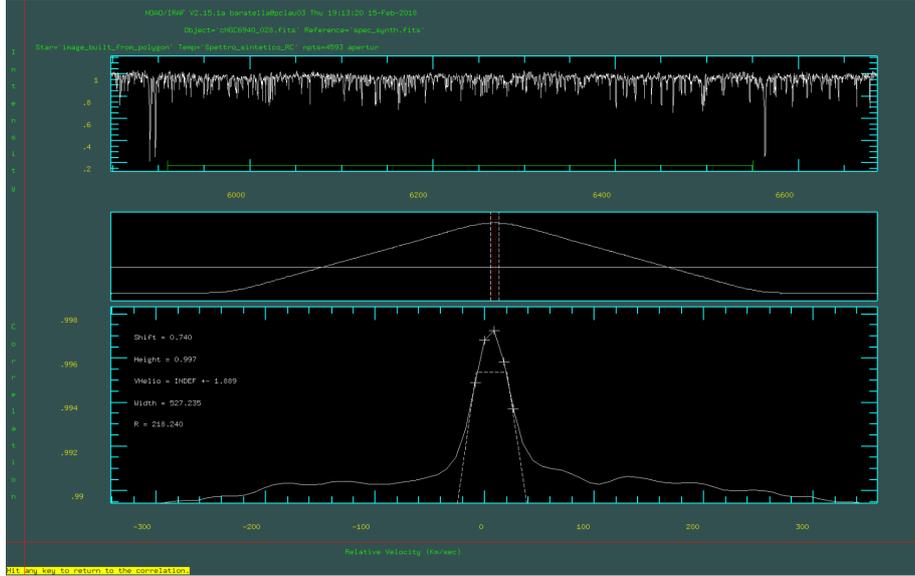


Figura 3.1: Esempio della CCF calcolata da `fxcor`.

allo spettro modello. Lo spettro specificato in `templates` può essere uno spettro sintetico opportunamente scelto, oppure lo spettro di un'altra stella. Nel secondo caso si otterrà una distribuzione di velocità relativa. Inoltre si possono usare anche più di uno spettro template per calcolare la CCF.

Per ottenere una misura corretta della velocità radiale bisogna correggere lo spettro per velocità eliocentrica. Questo può essere fatto sia con il task di `rvcorrect` oppure con `fxcor` stesso, specificando negli `headers` delle immagini i tempi di osservazione e le coordinate del sito astronomico. `fxcor` in questo calcolo segue lo stesso procedimento di `rvcorrect`. Per maggiori dettagli sui parametri del task si rimanda alla pagina di descrizione presente in IRAF.

Lo spettro *template* utilizzato in questo lavoro è uno spettro sintetico (Munari et al., 2005), spettro tipico di una stella di RC e con i seguenti parametri atmosferici: $T_{eff} = 4750$ K, $\log(g) = 2.25$ dex (dove la gravità g è misurata in cm/s^2), $v_t = 2$ km/s. Il template ha una risoluzione spettrale che si avvicina a quella degli spettri osservati, ovvero $R_{temp} = 11500$. In Tab 3.1 e 3.1 sono riportate le misure ottenute con una prima esecuzione del task. I parametri `osample` e `rsample` coprono l'intervallo $[5910-6550]\text{\AA}$: ho deciso di escludere il doppietto del Na_I e l' H_{α} in quanto sono righe in assorbimento molto intense e larghe e più sensibili alla velocità del mezzo interstellare.

Come si può vedere in entrambe le tabelle, alcune misure di velocità sembrano suggerire che si tratti di stelle di campo. Queste sono le stelle #69, #130, #132 e #138 di NGC6940 e #5521, #7834 e #8080 di To5. Non sono stati compiuti studi di velocità radiali delle stelle nel campo di To5, di conseguenza non ci sono altri risultati con cui confrontare queste misure. Mentre, per quanto riguarda NGC6940, Sanders (1972)(S72), Geyer & Nelles (1985) (GY85), Geisler (1988) (GS88), Mermilliod & Mayor (1989) (M89), Thogersen, Friel, & Fallon (1993) (T93) Mermilliod, Mayor, & Udry (2008) (MMU08) e Böcek Topcu, Afşar, & Sneden (2016) (B16) hanno tutti confermato l'appartenenza di queste stelle all'ammasso (vedere Tab.3.4). In particolare, le probabilità di appartenenza calcolate da Sanders (1972) sono tutte superiori al 90%. Si tratta quindi sicuramente di

Tabella 3.1: Misure di velocità ottenute con la prima esecuzione di `fxcor`.

NGC 6940			To 5		
ID	V_{rad} (km/s)	ϵ_V (km/s)	ID	V_{rad} (km/s)	$\epsilon_V V$ (km/s)
28	6.559	3	0006	-22.491	0.9
60	5.547	2	5274	-15.688	0.9
67	8.558	0.6	5521	-0.298	0.7
69	2.731	1	7701	-23.014	0.8
87	4.960	2	7834	-45.266	3
108	6.980	0.2	8080	-1.524	2
130	4.737	1	8099	-18.361	3
132	13.510	0.6			
138	-7.561	0.7			
139	6.676	2			
152	7.112	0.2			

stelle di ammasso e quindi i risultati ottenuti sembrerebbero sbagliati. Ad una più attenta analisi degli spettri, come riportato nella sezione successiva, è emerso che gli errori non sono stati prodotti da uno scorretto utilizzo del task, ma dalla modesta qualità dei dati analizzati.

3.1.2 Possibili cause di errore

Gli spettri delle stelle osservate sono stati forniti già pre-ridotti. A prima vista sono tutti spettri tipici di stelle di RC, anche se alcuni mostrano delle particolarità. La Fig. 3.2 mostra lo spettro della #130 e #138 di NGC6940 a confronto. Come si può notare, sono presenti due righe in emissione di intensità variabile, una a 6300\AA e una a 6364\AA . Si tratta di righe del fondocielo non sottratte bene durante la riduzione dati e infatti sono presenti anche in tutti gli altri spettri. Inoltre lo spettro della #138 mostra anche una terza riga, sicuramente un cosmico.

Nel calcolo della CCF in quella regione spettrale, `fxcor` tiene conto anche di queste righe. Per limitarne gli effetti, ho sostituito le righe più isolate e non in blend con il continuo. Quando non è stato possibile eliminare le righe, ho impostato diversi intervalli di lunghezza d'onda nel task e preso un valore medio come stima della velocità. Gli spettri così corretti sono stati analizzati nuovamente con `fxcor`, che però ha prodotto risultati uguali agli altri. Gli spettri sono allora stati corretti con il task `dopcor` di IRAF, che applica lo spostamento a tutte le lunghezze d'onda dello spettro in base alla velocità definita, ottenendo così le righe nel sistema di riferimento a riposo.

Gli spettri sono stati allora sovrapposti. In Fig.3.3(a) sono riportati gli spettri di tutte le stelle di NGC 6940 e in Fig.3.3(b) quelli di To 5. Come si può notare, alcuni sono sistematicamente spostati in lunghezza d'onda o verso il blu o verso il rosso. Per quanto riguarda NGC 6940 lo sono la #132 e la #138, mentre di To 5 lo sono la #5521, la #7834

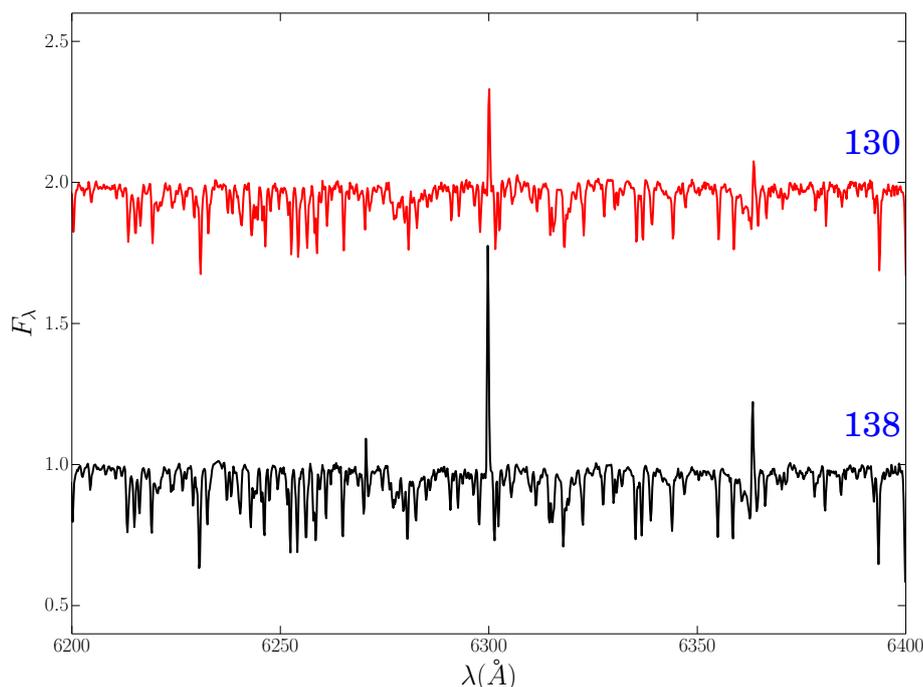


Figura 3.2: Confronto tra gli spettri di #130 e #138 nella regione attorno a 6300 Å.

e la #8080. Esattamente le stesse stelle che hanno velocità completamente scorrelate dalle altre.

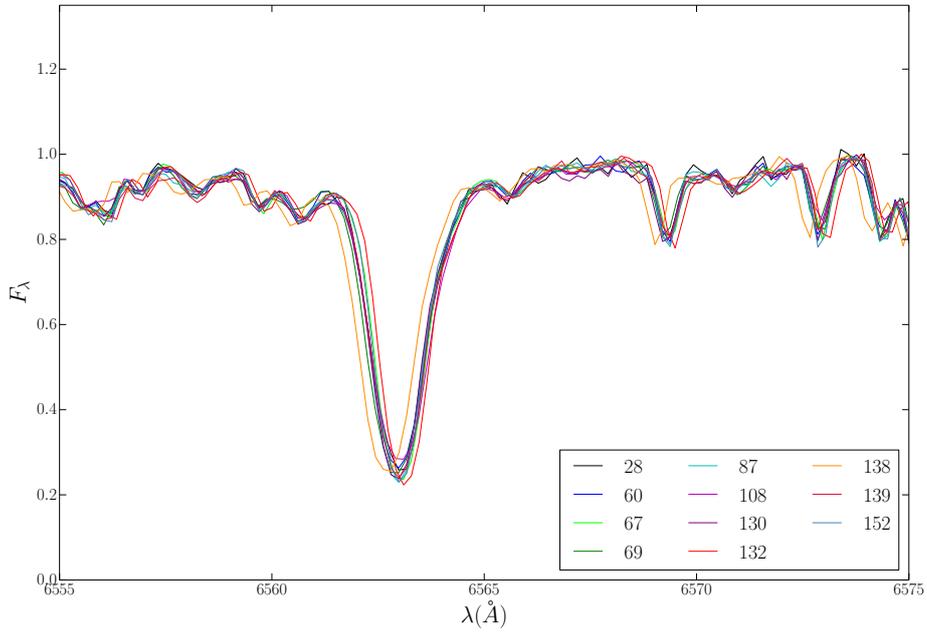
Una possibile spiegazione è una scorretta calibrazione in lunghezza d'onda: gli spettri sono stati allora controllati nuovamente, ma non ci sono evidenze che la calibrazione sia errata. Si pensa che questi problemi siano dovuti alle instabilità dello strumento.

Gli spettri sono stati acquisiti con il MSS (Cap.2), collocato a lato della montatura del telescopio BTA-6. È quindi molto sensibile alle variazioni di temperatura tra l'imponente cupola e l'ambiente esterno che sono particolarmente intense all'inizio della notte osservativa. Queste possono indurre variazioni delle dimensioni e delle distanze relative delle varie parti di cui è composto lo strumento. Possono indurre anche variazioni nell'indice di rifrazione delle ottiche del sistema. Inoltre, variazioni di umidità e pressione atmosferica possono indurre ulteriori complicazioni.

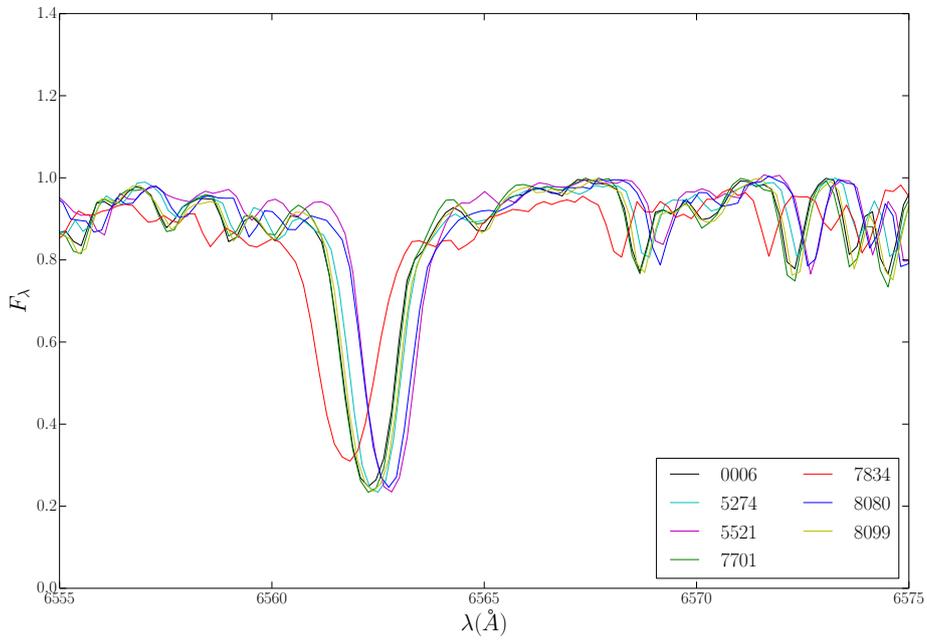
La posizione sul CCD in cui viene registrata la stella potrebbe dunque essere molto diversa dalla posizione sulla fenditura o sulla fibra e questi spostamenti influiscono molto sulla misura delle velocità radiali.

Durante le notti del 7-8 Settembre in cui sono stati osservati gli oggetti, si sono registrate variazioni di temperatura tra la cupola e l'ambiente esterno e anche dell'atmosfera stessa fino a 6°C. Oltre alla temperatura, variava in modo non costante anche il coefficiente di umidità. Tutto questo ha favorito la presenza di condensa sullo strumento, anche se non se ne vede traccia negli spettri estratti.

I problemi riscontrati nelle misure di velocità effettuate in questo lavoro dunque sono dovuti principalmente a effetti strumentali.



(a)



(b)

Figura 3.3: Sovrapposizione degli spettri delle stelle di RC in NGC 6940 (a) e To5 (b).

Per poter valutare l'entità di questi effetti solitamente si acquisiscono immagini della lampada di confronto sia prima sia dopo l'immagine scientifica. In questo modo, dato che lo spettro della lampada ha velocità nulla, si può tracciare un andamento della variazione di velocità radiale osservabile durante la notte osservativa a seguito di variazioni ambientali.

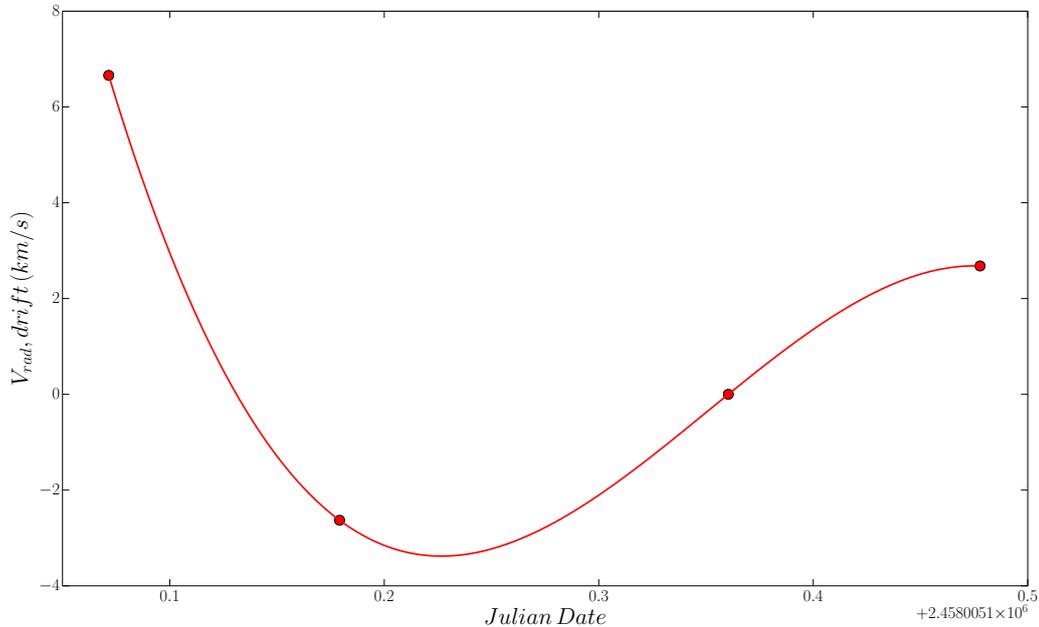
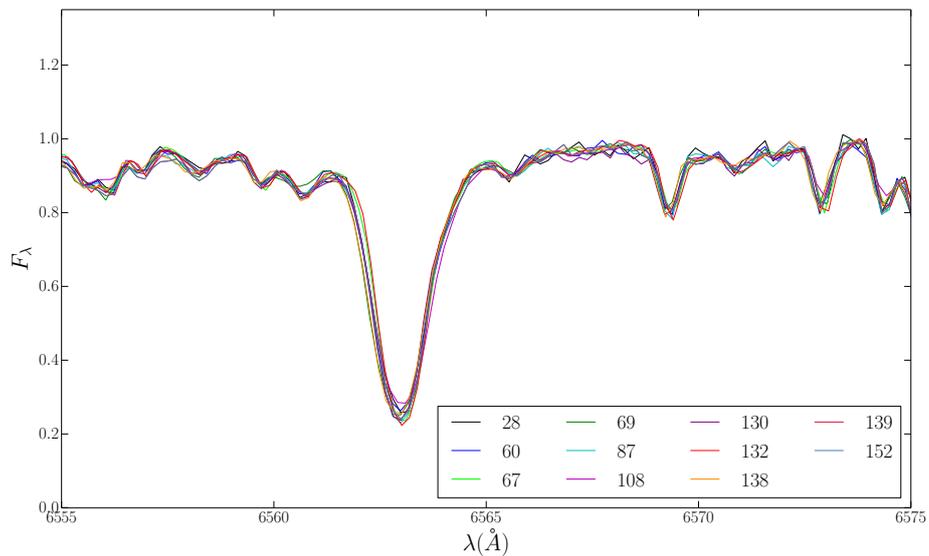


Figura 3.4: Spostamento delle velocità radiali osservato durante la notte del 8 Settembre 2017 e ricavata con le lampade di calibrazione.

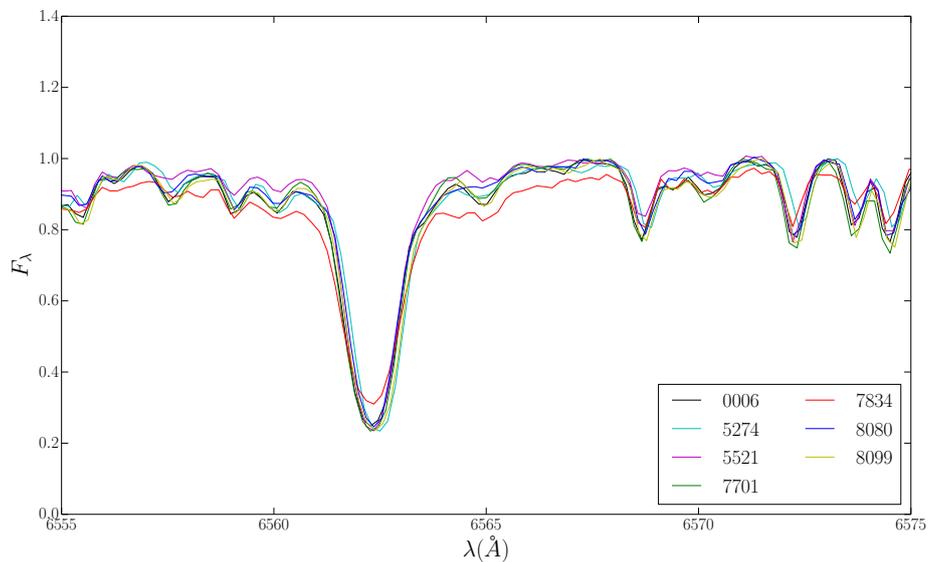
In Fig.3.4 è riportato l'andamento della velocità radiale misurata con la lampada di calibrazione al Th-Ar in funzione del tempo e valido solo per la notte del 8 Settembre 2017. Per quanto riguarda la prima notte, la prima immagine della lampada è inutilizzabile e dalle altre si è visto che la velocità si è mantenuta costante attorno a un valore di 2 km/s. Durante la seconda notte sono state acquisite quattro immagini, i punti in figura, e si può vedere che le variazioni maggiori sono avvenute proprio nella prima parte della notte, non appena la cupola è stata aperta. In particolare, la stella #138 è stata osservata per prima, dunque è quella che ha risentito maggiormente degli effetti della variazione di temperatura. Da questo grafico è possibile risalire ad una stima della correzione da applicare alla misura di velocità, noto il tempo dell'osservazione.

Appurato che lo spostamento degli spettri è dovuto prevalentemente alle instabilità dello strumento, ho misurato la differenza in lunghezza d'onda tra la posizione del minimo della riga H_α degli spettri della #132 e #138 e del valore medio degli altri, ottenendo rispettivamente uno spostamento di 0.0905\AA e -0.202\AA . La stessa cosa è stata realizzata per gli spettri di To5, in particolare per le stelle #5521, #7834 e #8080, ottenendo rispettivamente 0.465\AA , -0.516\AA e 0.397\AA . Lo spostamento misurato per ciascuna stella è stato applicato a tutto lo spettro, ottenendo nuovi spettri su cui è stato eseguito nuovamente `fxcor`. I risultati ottenuti dopo questa correzione sono riportati in Tab.3.2 e

3.2. Ora le velocità di #132, #5521, #7834 e #8080 sono in buon accordo con le altre, ma la velocità di #138, pur spostando lo spettro, ha un valore ancora basso. Anche la #69, con una velocità di 2.369 km/s, sembrerebbe essere stella di campo. A questa non è stata applicata nessuna correzione, dato che il suo spettro si sovrappone bene agli altri.



(a)



(b)

Figura 3.5: Sovrapposizione degli spettri delle stelle di RC in NGC 6940 (a) e To 5 (b), dopo aver applicato lo spostamento in λ .

Per correggere ulteriormente queste misure, ho calcolato lo spostamento in velocità dovuto alle instabilità strumentali utilizzando il grafico in Fig.3.4. I valori sono riportati in Tab.3.3.

Tabella 3.2: Misure di velocità radiali ottenute con la seconda esecuzione di `fxcor`.

NGC 6940			To 5		
ID	V_r (km/s)	ϵ_v (km/s)	ID	V_r (km/s)	ϵ_v (km/s)
28	6.474	2	0006	-22.955	0.7
60	5.373	1	5274	-16.017	0.7
67	8.384	0.4	5521	-23.301	1
69	2.369	0.8	7701	-23.286	0.6
87	4.765	1	7834	-20.865	1
108	6.914	0.2	8080	-21.155	2
130	6.491	1	8099	-18.695	2
132	8.865	0.2			
138	1.965	0.3			
139	6.570	1			
152	6.993	0.2			

Tabella 3.3: Spostamento in velocità applicato ad alcune stelle.

ID	JD(2000) (km/s)	Drift (km/s)	V_{rad}
60	2458005.3625	-3.037	8.410
69	2458005.3978	-2.173	4.542
87	2458005.4290	-1.141	5.906
138	2458005.2203	0.904	1.061

3.2 Risultati e confronto con precedenti lavori

In Tab.3.4 sono riportate le misure con relativi errori ottenute in questo lavoro e in letteratura. In Fig.3.6 invece sono confrontate con i risultati di Mermilliod, Mayor, & Udry (2008), riportati in ascissa.

Si vede che cinque misure sono in buon accordo con le stime degli autori: in particolare sono la #28, #60, #108, #130 e #139. Nel confronto ho escluso la #138 per i motivi riportati nel paragrafo 3.1.2. La #132 e la #67 invece hanno velocità sovrastimate rispetto a Mermilliod, Mayor, & Udry (2008), mentre le velocità della #152, #87 e #69 sono sottostimate.

Tabella 3.4: Confronto delle misure ottenute in questo lavoro con i valori trovati in letteratura per NGC 6940.

ID	V_{rad}	$P_{(S62)}$	$V_r(GY85)$	$V_r(GS88)$	$V_r(M89)$	$V_r(T93)$	$V_r(MMU08)$	$V_r(B16)$
28	6.47 ± 1.9	60	-	3.2 ± 3.2	8.12 ± 0.28	-	7.99 ± 0.16	8.90 ± 0.08
60	8.41 ± 1.3	91	29 ± 2.1	-	7.24 ± 0.28	-	7.27 ± 0.18	7.66 ± 0.08
67	8.38 ± 0.47	68	-	10.6 ± 3.5	7.67 ± 0.21	7	7.69 ± 0.19	-
69	4.54 ± 0.84	93	-	7.9 ± 2.9	7.67 ± 0.26	8	7.56 ± 0.15	8.08 ± 0.08
87	5.91 ± 1.2	74	-	-	7.48 ± 0.24	-	7.45 ± 0.16	7.98 ± 0.09
108	6.91 ± 0.21	90	-	3.8 ± 2.2	6.99 ± 0.19	-	6.76 ± 0.13	7.39 ± 0.09
130	6.49 ± 1.3	91	-	-	7.33 ± 0.20	-	7.25 ± 0.18	-
132	8.87 ± 0.19	92	-	-	7.27 ± 0.22	-	7.17 ± 0.14	7.76 ± 0.15
138	1.06 ± 0.29	92	7 ± 5.9	-	7.77 ± 0.25	7	7.55 ± 0.15	8.22 ± 0.08
139	6.57 ± 1.2	84	-	-	7.42 ± 0.26	10	7.12 ± 0.16	7.53 ± 0.08
152	6.99 ± 0.21	94	-	-	8.65 ± 0.20	24	8.50 ± 0.15	9.28 ± 0.08

Nel lavoro di Mermilliod & Mayor (1989) è emerso che la #130 e la #152 hanno delle caratteristiche particolari. In particolare la #130 è una binaria spettroscopica di periodo $P = 281.71 \pm 0.73$ giorni e di eccentricità di 0.16. Le binarie spettroscopiche sono sistemi a due stelle che ruotando attorno al comune centro di massa, mostrano periodiche variazioni della velocità radiale, causando un conseguente effetto Doppler variabile nel tempo. Questo determina delle oscillazioni delle righe spettrali che si osservano prendendo più spettri a tempi diversi. Se le due componenti avessero la stessa luminosità, allora le righe nello spettro risulterebbero sdoppiate. La #152 invece occupa una posizione nel diagramma colore-magnitudine tipica di una stella binaria, ma non sono visibili segni di variabilità associabili a una binaria. Si pensa che si tratti di una stella doppia con una grande separazione. I valori delle loro velocità ottenuti con `fxcor` potrebbero essere legati anche alla binarietà di queste stelle.

Per quanto riguarda To 5 invece non ci sono lavori in letteratura sulle velocità radiali, dunque queste sono le prime misure.

Le velocità così misurate sono state utilizzate per vedere la distribuzione dei valori e calcolare la velocità media degli ammassi e la relativa dispersione di velocità, utile per la stima della massa. In Fig.3.7 e 3.8 sono riportati gli istogrammi delle velo-

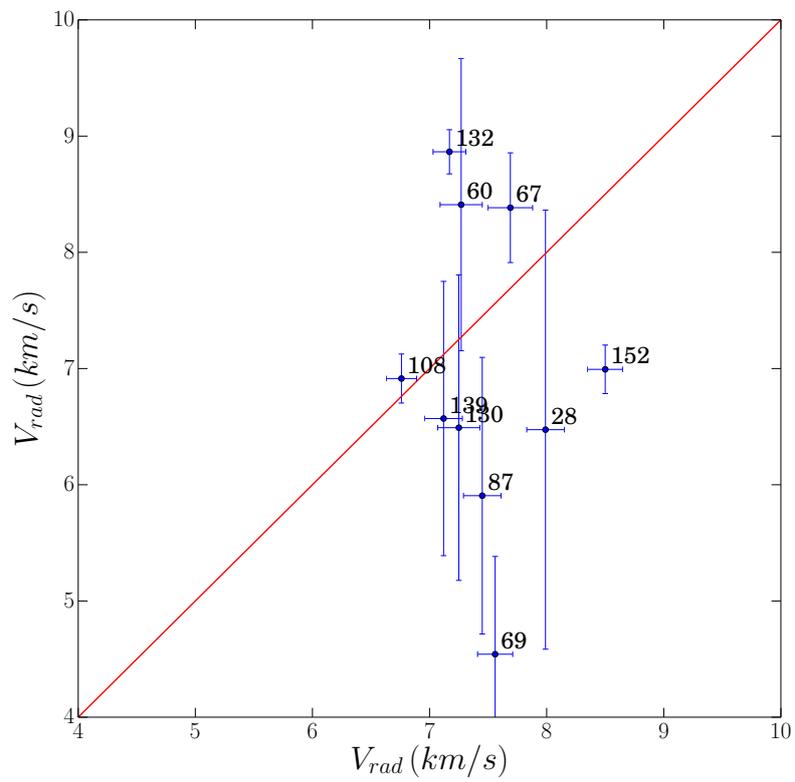


Figura 3.6: Confronto delle misure ottenute in questo lavoro e le misure di Mermilliod, Mayor, & Udry (2008).

cità radiali dei due ammassi, con in ordinata il numero di stelle per ogni bin dell'istogramma.

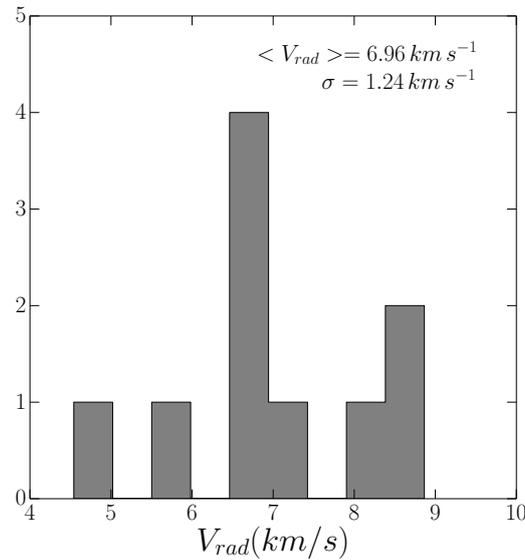


Figura 3.7: Iistogramma delle velocità radiali delle stelle di NGC 6940.

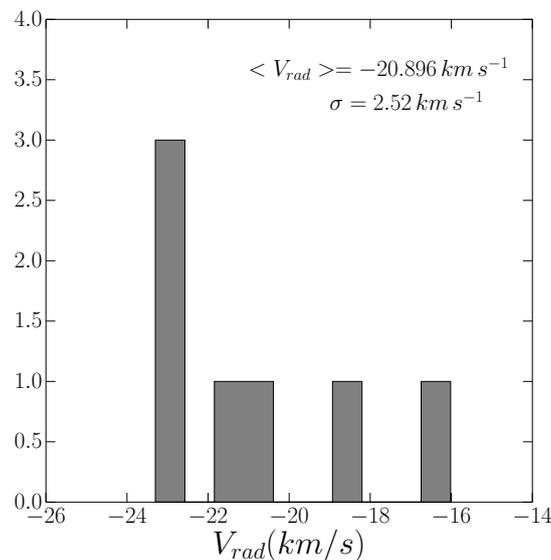


Figura 3.8: Iistogramma delle velocità radiali di To 5.

Per quanto riguarda l'istogramma relativo a NGC 6940, si vede che la distribuzione ha circa un andamento gaussiano. La maggior parte delle stelle ha una velocità attorno a 7 km/s. Le velocità delle stelle #69 e la #87 sono state corrette per gli effetti strumentali. Tuttavia le correzioni sono state calcolate utilizzando solo 4 lampade di calibrazione, quindi le stime di velocità di queste stelle potrebbero non essere molto precise. Infatti, confrontando i vari risultati trovati in letteratura, si trova che le velocità medie di queste stelle sono dell'ordine di 7.5 km/s. Sicuramente, visti i problemi riscontrati durante l'acquisizione delle immagini,

dovranno essere osservate nuovamente per poterne meglio definire la velocità. Nonostante queste problematiche, ho calcolato lo stesso la velocità media e la dispersione, calcolata con la deviazione standard, dell'ammasso, trovando come valori:

$$\langle V_{rad} \rangle = 6.9 \pm 0.4 \text{ km/s} \quad \sigma_{V_{rad}} = 1.24 \text{ km/s} \quad (3.2)$$

La velocità media misurata in questo lavoro è simile con quanto trovato da Geisler (1988), che ha ottenuto una misura pari a $5.7 \pm 1.5 \text{ km/s}$. Le altre misure trovate in letteratura sono di Wallerstein (1962), $4 \pm 2.5 \text{ km/s}$, Thogersen, Friel, & Fallon (1993) $11 \pm 7 \text{ km/s}$, Mermilliod & Mayor (1989) $7.75 \pm 0.13 \text{ km/s}$, Mermilliod, Mayor, & Udry (2008) $7.89 \pm 0.14 \text{ km/s}$ e infine Böcek Topcu, Afşar, & Sneden (2016) $8.02 \pm 0.16 \text{ km/s}$. I diversi autori hanno utilizzato spettri a diverse risoluzioni presi con strumenti differenti e hanno utilizzato metodi diversi per misurare le velocità. Nel caso delle misure di velocità radiali, gli strumenti usati, le condizioni atmosferiche, le tecniche differenti possono influire e dare risultati anche completamente diversi tra loro. Nel nostro caso, quello che ha influito maggiormente sulle misure sono state le condizioni atmosferiche.

In Fig.3.8 si può vedere invece la distribuzione delle velocità di To 5 e rispetto all'altra, non sembra esserci una distribuzione gaussiana. La maggior parte delle stelle ha una velocità dell'ordine di -23 km/s e ci sono in particolare due stelle che hanno velocità più basse e sembrerebbero stelle di campo. Sono la #5274 e la #8099, che sono state corrette come le stelle di NGC 6940. Queste però sono le prime misure di velocità radiale misurate per le stelle di questo ammasso, dunque non ci sono valori in letteratura con cui confrontarle. La velocità media e la dispersione calcolate sono :

$$\langle V_{rad} \rangle = -20.9 \pm 0.9 \text{ km/s} \quad \sigma_{V_{rad}} = 2.52 \text{ km/s} \quad (3.3)$$

3.2.1 Stima della massa di NGC 6940 e To 5

Una volta calcolata la dispersione di velocità, ho calcolato la massa di NGC 6940 e To 5. Secondo la teoria la massa dinamica di un ammasso è definita con la relazione:

$$M = \frac{10\sigma_c^2 R_h}{G} \quad (3.4)$$

dove σ_c è la dispersione di velocità in una direzione spaziale, G è la costante di gravitazione universale e R_h è il raggio di metà massa. Quest'ultimo è definito come il raggio entro cui si ha metà della massa totale dell'ammasso. Non sono disponibili in letteratura valori del raggio di metà massa per i due oggetti, ma solo raggio di core e raggio mareale. Tra i due ho deciso di utilizzare il raggio di core per evitare contaminazioni dalle stelle di campo nelle regioni più esterne degli ammassi. I valori utilizzati sono stati presi da Kharchenko et al. (2013), che ha pubblicato un catalogo contenente vari parametri astrofisici per diversi ammassi aperti. Gli autori hanno derivato i parametri spaziali con diversi profili di densità ottenuti con i conteggi di stelle. Per NGC 6940 hanno misurato $r_c = 1.62 \text{ pc}$ e per To 5 $r_c = 2.38 \text{ pc}$.

Le dispersioni di velocità calcolate in Sez.3.2 rispettive per i due ammassi sono $\sigma_N = 1.24 \text{ km/s}$ e $\sigma_T = 2.52 \text{ km/s}$.

Le masse così stimate valgono:

$$M_{NGC\,6940} = 4680M_{\odot} \quad M_{To5} = 13960M_{\odot} \quad (3.5)$$

Queste stime di massa sono tuttavia troppo grandi per degli ammassi aperti. Seguendo il lavoro di Tofflemire et al. (2014), ho considerato solo le stelle con velocità entro un σ dal valore medio della distribuzione. Di NGC 6940 sono state escluse le #60, #67, #69, #132, #138 e di To 5 invece la #5274 e la #8099. Le nuove stime delle dispersioni sono $\sigma_N = 0.22$ km/s e $\sigma_T = 1.07$ km/s. Le nuove stime di massa così ottenute sono pari a:

$$M_{NGC\,6940} = 830M_{\odot} \quad M_{To5} = 5930M_{\odot} \quad (3.6)$$

Questi valori devono essere presi come limiti superiori della massa effettiva, vista la modesta qualità delle misure di velocità e dispersione.

Capitolo 4

Stima dei parametri atmosferici

Per calcolare le abbondanze chimiche di diverse specie atomiche ho utilizzato il codice MOOG, sviluppato da C.Snedden ¹, che lavora in ipotesi di equilibrio termodinamico locale. Il codice calcola le abbondanze partendo da misure di larghezza equivalente (dall'inglese equivalent width, EW) di righe individuali considerando un primo modello di atmosfera. Si ottengono i valori finali delle abbondanze e dei parametri stellari cambiando iterativamente il modello di atmosfera, finché non si raggiunge l'equilibrio di ionizzazione e di eccitazione per le righe del FeI. Oltre a temperatura e gravità, nel modello si cambia anche la velocità di microturbolenza, altro parametro importante da cui dipendono le abbondanze. L'interdipendenza dei parametri atmosferici tuttavia è ancora sconosciuta. In questo modo si ottiene anche il modello di atmosfera finale che descrive l'atmosfera della stella in esame.

Per trovare il modello iniziale di atmosfera ho stimato i parametri stellari considerando misure fotometriche, in particolare ho stimato la temperatura effettiva T_{eff} con gli indici di colore ($B-V$) e ($V-K$), la gravità superficiale $\log(g)$ e la velocità di microturbolenza v_t .

4.1 La temperatura effettiva

La temperatura effettiva è definita come la temperatura che dovrebbe avere un corpo nero per irradiare nell'unità di tempo e di superficie la stessa quantità di energia emessa in un secondo e da un cm^2 dalla fotosfera stellare. Questo valore è tanto più simile alla temperatura reale della stella tanto più la curva di emissione del corpo è una planckiana.

In formule, supponendo che la stella sia un oggetto sferico, la temperatura effettiva è definita come:

$$L_{\star} = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4 \quad (4.1)$$

dove σ è la costante di Stefano-Boltzmann, L_{\star} è la luminosità della stella e R il suo raggio. La misura del raggio tuttavia in molti casi risulta essere complicata: a volte è più semplice misurare la temperatura di un oggetto che il suo raggio.

Per questo motivo solitamente si stima la temperatura di colore, considerando l'indice di colore, definito come la differenza delle magnitudini apparenti in due diverse bande fotometriche. In particolare, si ottiene che:

¹<http://www.as.utexas.edu/~chris/moog.html>

$$C_{\lambda_1, \lambda_2} \propto -\frac{1}{T} \quad (4.2)$$

dove C è l'indice di colore de-arrossato, ad esempio $(B - V)_0 = (B - V) - E(B - V)$. La misura delle abbondanze chimiche dipende fortemente dalla temperatura. Secondo l'equazione di Boltzmann infatti, il rapporto delle popolazioni dei livelli atomici è definito dall'esponenziale della temperatura e dal potenziale di eccitazione. In questo senso, qualora le abbondanze ricavate da righe a diversi potenziali di eccitazione per uno stesso elemento assumano valori diversi, significa che la temperatura iniziale è sbagliata.

Come stima iniziale della temperatura effettiva del modello di atmosfera ho considerato la media tra la temperatura effettiva calcolata con $(B - V)$ e quella nel vicino infrarosso (dall'inglese Near Infrared, NIR) calcolata con $(V - K)$, visto che le stelle osservate sono giganti rosse. Ho utilizzato le relazioni di calibrazione di Alonso, Arribas, & Martínez-Roger (1999), che considerano anche la metallicità. Visto che questi parametri saranno poi ricalcolati con l'analisi chimica, ho assunto una metallicità solare $[Fe/H] = +0.00$.

Le relazioni sono definite per determinati intervalli di indici di colore. Per quanto riguarda NGC 6940, i valori coprono gli intervalli $0.82 < (B - V) < 0.92$ e $1.90 < (V - K) < 2.11$, mentre per quanto riguarda To 5 $0.78 < (B - V) < 1.14$ e $1.43 < (V - K) < 2.34$.

Per entrambi gli ammassi ho usato la seguente formula per il calcolo della temperatura effettiva in ottico:

$$T_{eff}(B - V) = \frac{5040}{\Theta_{eff}} \quad (4.3)$$

$$\Theta_{eff} = a_0 + a_1(B - V) + a_2(B - V)^2 + a_3(B - V)[Fe/H] + a_4[Fe/H] + a_5[Fe/H]^2 \quad (4.4)$$

$$(4.5)$$

dove $a_0 = 0.6177$, $a_1 = 0.4354$, $a_2 = -4.025 \cdot 10^{-3}$, $a_3 = 5.204 \cdot 10^{-2}$, $a_4 = -0.1127$ e $a_5 = -1.385 \cdot 10^{-2}$.

Per quanto riguarda i colori in NIR di entrambi gli ammassi, è stata usata la seguente formula:

$$T_{eff}(V - K) = \frac{5040}{\Theta_{eff}} \quad (4.6)$$

$$\Theta_{eff} = 0.5558 + 0.2105(V - K) + 1.981 \cdot 10^{-3}(V - K)^2 \quad (4.7)$$

$$(4.8)$$

I valori ottenuti sono riportati in Tab. 4.1.

4.2 La gravità superficiale

La gravità superficiale di una stella è l'accelerazione gravitazionale di cui risente una particella test posta sulla sua superficie. È direttamente proporzionale alla massa della stella e inversamente proporzionale al quadrato del raggio, secondo la formula di Newton:

$$g = g_{\odot} \frac{M}{R^2} \quad (4.9)$$

È tipicamente espressa con $\log(g)$, dove g è in unità di cm/s^2 . La gravità superficiale è una misura della pressione fotosferica dell'atmosfera stellare, in particolare, per stelle fredde come ad esempio le stelle di RC $P_g \propto g^{2/3}$.

Così come la temperatura effettiva, anche la gravità gioca un ruolo fondamentale nell'analisi delle abbondanze chimiche stellari. In particolare, a seconda della gravità, varia l'equilibrio di ionizzazione (equazione di Saha), ovvero l'abbondanza di una specie atomica ottenuta a diversi stadi di ionizzazione deve essere la stessa entro gli errori.

I valori della gravità superficiale sono stati ottenuti con l'equazione:

$$\log(g) = \log(g_{\odot}) + \log\left(\frac{m_{\star}}{m_{\odot}}\right) + 4\log\left(\frac{T_{eff}}{T_{\odot}}\right) + 0.4(M + BC(V) - M_{bol\odot}) \quad (4.10)$$

dove $T_{eff\odot}=5777K$, $\log(g_{\odot})=4.44$ e $M_{bol\odot}=4.75$, m_{\star} sono le masse delle stelle, M la magnitudine assoluta e $BC(V)$ la correzione bolometrica.

Per la stima delle masse, ho utilizzato le isocrone di PARSEC+COLIBRÌ Magrini et al. (2017)², a $\log(t) = 9.04$ per NGC 6940 e 8.35 per To 5. In generale le stelle del primo ammasso hanno una massa dell'ordine di $2M_{\odot}$, mentre per quanto riguarda To 5 sono dell'ordine di $3.3M_{\odot}$.

Le magnitudine assoluta delle stelle è stata calcolata con il modulo di distanza corretto per estinzione: $M = m_v - (m - M)_V - A_v$, dove $A_V = 3.1E(B - V)$. I valori dei moduli di distanza e dell'eccesso di colore sono stati presi da WEBDA e valgono per NGC 6940 e To 5 rispettivamente 10.10 e 0.214, 13.70 e 0.80.

Per quanto riguarda invece la correzione bolometrica, ho usato la seguente relazione di Alonso, Arribas, & Martínez-Roger (1999):

$$BC(V) = \frac{-0.0992}{X} + 0.02887 + 2.275X - 4.425X^2 \quad (4.11)$$

dove $X = \log(T_{eff}) - 3.52$. L'equazione dipende anche dalla metallicità e, come nel caso delle relazioni di calibrazione della temperatura, ho considerato una metallicità solare.

²Le isocrone utilizzate per stimare le masse sono scaricabili dal sito <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

4.3 La velocità di microturbolenza

La velocità di microturbolenza v_t è un tipo di turbolenza che varia su scale di distanza piccole rispetto alle dimensioni del materiale in moto. Nel caso degli spettri stellari, questa velocità influisce sull'allargamento delle righe, producendo gli stessi effetti dell'allargamento dovuto ai moti termici. In più contribuisce anche al coefficiente di assorbimento e varia al variare della temperatura e della gravità.

In questo lavoro, i valori della velocità sono stati calcolati usando la relazione di Gratton, Carretta, & Castelli (1996):

$$v_t = 0.00119 \cdot T_{eff} - 0.9 \cdot \log(g) - 2 \quad km/s \quad (4.12)$$

I parametri finali stimati per ogni stella sono riportati in Tab.4.1.

Tabella 4.1: Stime dei parametri atmosferici delle stelle di RC di entrambi gli ammassi.

	$T_{eff}(B - V)$ (K)	$T_{eff}(V - K)$ (K)	$\log(g)$	v_t (km/s)
NGC 6940				
28	4996	5068	2.81	1.42
60	5017	5096	2.84	1.41
67	4975	5034	2.68	1.51
69	5104	4991	2.91	1.46
87	5082	5113	2.78	1.54
108	5171	5225	2.74	1.69
130	5104	5175	2.79	1.56
132	5017	5126	2.58	1.65
138	5104	5159	2.78	1.57
139	5082	5153	2.77	1.56
152	5060	5129	2.55	1.73
To 5				
0006	4978	5070	2.14	1.99
5274	5126	5858	2.11	2.19
5521	5095	5400	2.21	2.07
7701	4558	4853	1.83	1.77
7834	5266	5365	2.51	2.01
8080	5058	5381	2.39	1.86
8099	4538	4753	1.91	1.67

I valori ottenuti in questa sezione servono solo per poter creare un modello iniziale di atmosfera usato poi da MOOG. Con l'analisi delle abbondanze chimiche queste stime saranno raffinate ottenendo così i parametri atmosferici finali e il modello di atmosfera che meglio riproduce la stella in esame.

Capitolo 5

Le abbondanze chimiche

Gli spettri stellari hanno caratteristiche molto diverse a seconda della temperatura: stelle molto calde hanno spettri dominati dalle righe di assorbimento dell'idrogeno, mentre negli spettri di stelle più fredde diventano più importanti i metalli, che creano numerose righe di assorbimento. Più la temperatura diminuisce più diventano importanti le bande di assorbimento molecolare. È proprio su queste distinzioni che si basa la classificazione spettrale, che comprende le classi O,B,A,F,G,K,M e in cui la temperatura diminuisce dalla classe O alla M.

L'analisi delle abbondanze chimiche permette di risalire a un gran numero di informazioni, per esempio il tipo di reazioni nucleari che avvengono all'interno della stella e quindi capire in che stadio evolutivo si trovi. È possibile inoltre stabilire quanto in profondità si è spinto lo strato convettivo che ha favorito la presenza di questi elementi in superficie. Inoltre, grazie alle abbondanze chimiche di stelle in ammassi aperti, è possibile porre importanti vincoli osservativi alla storia evolutiva del disco galattico.

In questo capitolo sono state calcolate le abbondanze chimiche di 5 specie atomiche, FeI e FeII, NiI, TiI, CaI, SiI di tutte le stelle del campione. Per quanto riguarda To5, queste sono le prime misure di questo tipo. A tal fine, sono stati usati due diversi codici di analisi: MOOG sviluppato da C. Sneden, che utilizza il metodo classico di misura di EW, e SP_Ace sviluppato da Boeche (2016), che invece utilizza un metodo ibrido basato sulle Curve di Crescita e la sintesi spettrale (dall'inglese Curve of Growth, CoG). Infine sono presentati i risultati.

5.1 L'analisi chimica

La radiazione continua emessa dalla fotosfera stellare subisce una serie di assorbimenti nell'atmosfera, dove la densità diminuisce e dove valgono in prima approssimazione le ipotesi di equilibrio termodinamico locale (dall'inglese local thermodynamic equilibrium, LTE) e di strati piano-paralleli. In condizioni di LTE si suppone che le variabili termodinamiche stiano variando con continuità nel tempo e nello spazio così lentamente che in ogni punto e ad ogni istante vale l'equilibrio termodinamico. Mentre nella configurazione di strati piano-paralleli si suppone che le variabili dipendano da un'unica coordinata spaziale.

La formazione delle righe spettrali avviene quando il coefficiente di assorbimento della riga supera quello del continuo. Di conseguenza gli atomi che si trovano al livello fundamenta-

le, assorbono la radiazione incidente e proveniente dalla fotosfera, si portano a un livello eccitato, a energia superiore, e poi si diseccitano, tornando allo stato fondamentale. La diseccitazione può avvenire direttamente o a cascata, per cui l'atomo si porta in tutti i livelli intermedi tra lo stato eccitato e lo stato fondamentale, emettendo radiazione corrispondente a ogni salto. Questi processi si verificano prevalentemente nell'atmosfera stellare in quanto le densità sono sufficientemente basse da far sì che gli atomi possano assorbire ed emettere radiazione prima di subire urti con altri atomi.

Ogni atomo ha diversi stati eccitati, ciascuno a una particolare energia. La differenza di energia tra due diversi stati definisce la lunghezza d'onda della radiazione emessa o assorbita dall'atomo. Di conseguenza, ogni riga spettrale appartiene a un particolare atomo, ovvero corrisponde a una particolare eccitazione o diseccitazione dell'atomo. Quindi una volta che è identificata una riga spettrale, si può risalire alla differenza di energia corrispondente e dunque al potenziale di eccitazione di quel particolare atomo. Atomi diversi subiscono transizioni a lunghezze d'onda differenti in diverse regioni dello spettro. La mancanza di righe spettrali tuttavia non è sinonimo di mancanza di atomi: quella specie atomica potrebbe esserci ma non si trova in condizioni tali da poter formare una riga.

Anche la temperatura determina la presenza di determinate righe spettrali, in quanto questa definisce il numero di atomi che si trova nello stato giusto per assorbire radiazione. Il rapporto delle popolazioni N_a e N_b in due diversi livelli energetici a e b è definito dall'equazione di Boltzmann:

$$\frac{N_b}{N_a} = \frac{g_b}{g_a} e^{-(E_b - E_a)/KT} \quad (5.1)$$

dove g_b e g_a sono i pesi statistici dei due livelli, E_b e E_a le energie rispettive dei due livelli, K è la costante di Boltzmann e T la temperatura. L'equazione di Boltzmann definisce l'equilibrio di eccitazione.

Quando un atomo perde il suo elettrone di valenza si dice che è ionizzato. L'equazione di Saha predice il numero N_i e N_{i+1} di atomi in un particolare stato di ionizzazione dato il potenziale di ionizzazione χ_i :

$$\frac{N_{i+1}}{N_i} = \frac{2 Z_{i+1}}{n_e Z_i} \left(\frac{2\pi m_e KT}{h^2} \right)^{3/2} e^{-\chi_i^2/KT} \quad (5.2)$$

dove $Z_{i,i+1}$ sono le funzioni di partizione $Z = \sum_{j=1}^{\infty} g_j e^{-(E_j - E_1)/KT}$, n_e è la densità elettronica e m_e la massa dell'elettrone.

Secondo queste equazioni, la presenza di righe e il loro profilo dipende dalla temperatura e dalla pressione elettronica, che si traduce in gravità superficiale. Ci sono altri fattori che determinano poi la larghezza delle righe spettrali, tra questi moti di agitazione termica degli atomi e la velocità di microturbolenza.

Dunque il profilo di una riga spettrale è definito da tutti questi fattori. Se da un lato però se ne conoscono gli effetti che essi producono presi singolarmente, l'interconnessione tra tutti e la loro azione combinata sul profilo della riga è ancora sconosciuto.

Esistono diversi metodi per misurare le abbondanze chimiche. Quelli più usati sono il metodo della CoG e della sintesi spettrale. La CoG è una curva nel piano doppio logaritmico che esprime la relazione tra l'abbondanza dell'elemento che crea una particolare riga e l'intensità o anche detta EW di questa.

La larghezza equivalente di una riga è definita come la larghezza, misurata in unità di lunghezza d'onda, che la riga avrebbe se avesse profilo rettangolare di area equivalente all'area della riga effettiva. In formule:

$$W_\lambda = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{1 - F_\lambda}{F_c} d\lambda \quad (5.3)$$

dove λ_1 e λ_2 sono gli estremi dell'intervallo su cui è definita la riga, F_λ è il flusso a diverse lunghezze d'onda calcolato sull'intero profilo della riga e F_c è il flusso al continuo. La larghezza equivalente per come è definita dipende dal coefficiente di assorbimento della riga, dal numero di atomi assorbitori, quindi dalla temperatura, gravità e da costanti atomiche. L'incertezza su alcune di queste, in particolare la forza dell'oscillatore $\log(gf)$, influisce sulla misura delle EW. Se la EW è sovrastimata o sottostimata, allora anche il valore dell'abbondanza sarà sovrastimato o sottostimato.

La CoG definisce la dipendenza della EW dal numero di atomi assorbitori. In generale è descritta con tre andamenti differenti: uno in cui la EW cresce *linearmente* con l'abbondanza quando la riga è debole. Segue poi un tratto *costante* che corrisponde alla saturazione della riga. Infine la EW cresce *asintoticamente* verso un valore costante, quando l'intensità della riga aumenta. Tuttavia, non esiste una descrizione analitica di queste curve, ma si possono costruire individualmente per ogni riga e in base alla larghezza misurata, ricavare l'abbondanza di quell'elemento. Ogni atomo dunque ha le sue CoG tipiche di ogni transizione che dipenderà dal coefficiente di assorbimento continuo nella posizione della riga, dalle costanti atomiche specifiche, dalla gravità superficiale, dalla temperatura, dalla velocità di microturbolenza, dalla profondità ottica e così via.

Tutto questo si traduce nel modello di atmosfera che meglio descrive la stella in questione. Tali modelli sono generati da codici che sfruttano le equazioni di struttura stellare, di trasporto dell'energia, di assorbimento ed emissione della radiazione e dalle proprietà fisiche dei gas. Nel corso degli anni sono stati sviluppati vari codici di modelli di atmosfera. Tra questi quelli più utilizzati sono i modelli di Kurucz (1996), quelli di Castelli & Kurucz (2005) e i MARCS di Gustafsson et al. (2008). I codici si differenziano tra loro per alcuni aspetti che sono trattati in maniera differente, ad esempio l' α -enhancement e l'opacità, l'andamento della temperatura con la profondità ottica e ipotesi di LTE e di atmosfera 1D/3D. L'utilizzo nell'analisi chimica di modelli differenti può determinare risultati anche completamente diversi tra loro oppure risultati molto simili.

Il metodo delle CoG misura le abbondanze chimiche partendo da misure di EW, che possono essere realizzate manualmente, ad esempio con il task `splot` di IRAF, oppure utilizzando codici automatici, come DAOSPEC (Stetson & Pancino, 2010). Tuttavia, le incertezze sulla misura di EW, in particolare la posizione del continuo rispetto cui calcolare la larghezza, può influire pesantemente sulle stime di abbondanze.

Oltre al metodo che sfrutta le CoG, per l'analisi chimica si può seguire il metodo di sintesi spettrale. Con questo approccio lo spettro osservato è riprodotto da uno spettro sintetizzato, costruito ad hoc considerando diversi intervalli con le rispettive righe associate. Creato un modello, sfruttando implicitamente le CoGs, si aggiustano le abbondanze finché questo non riproduce al meglio lo spettro osservato. Il metodo tuttavia è svantaggioso in termini di tempo, ma è particolarmente utile quando lo spettro è formato da un gran numero di righe e spesso in blend.

Nel corso degli anni sono stati sviluppati diversi codici per l'analisi delle abbondanze chimiche delle stelle: tra questi quelli utilizzati in questo lavoro sono MOOG e SP_Ace, che si differenziano principalmente per il metodo implementato.

5.2 MOOG

MOOG è un codice FORTRAN sviluppato da C.Snedden, 1973 dell'Università del Texas, Austin, Stati Uniti d'America. Permette di effettuare analisi delle abbondanze chimiche di righe singole sia attraverso il metodo classico delle CoG sia con il metodo di sintesi spettrale, lavorando in ipotesi di LTE e utilizzando le equazioni sviluppate da Edmonds (1969).

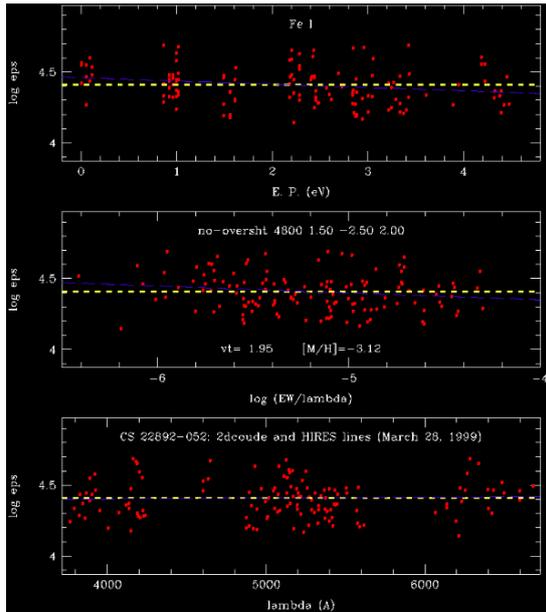
Per questo motivo è usato principalmente per derivare i parametri atmosferici stellari dall'analisi spettrale. Sono state create tre versioni del programma per unix, linux e macintosh. È possibile scaricare la versione più aggiornata (Febbraio, 2017) dal sito <http://www.as.utexas.edu/~chris/moog.html>.

Uno dei vantaggi principali di MOOG è sicuramente la sua capacità di creare grafici contemporaneamente all'analisi, così da poter vedere in tempo reale cosa sta succedendo. Il programma di grafica utilizzato è SuperMONGO (SM)¹, ma è possibile modificare il codice sorgente per adattarlo ad altri software di grafica.

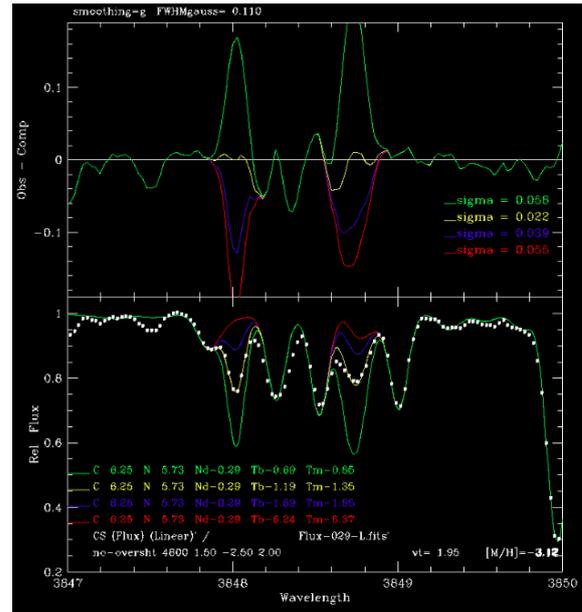
MOOG può essere utilizzato in undici modalità: quelle maggiormente utilizzate sono `abfind` e `synth`. Il *driver* `abfind` utilizza il metodo classico delle CoG per adattare le abbondanze delle diverse specie atomiche per ottenere misure di EW il più simili possibili a quelle misurate indipendentemente sullo spettro da analizzare (in inglese *force-fitting abundances method*). Un esempio di quello che il programma genera è riportato in Fig.5.1(a).

Il *driver* `synth`, invece, utilizza il metodo della sintesi spettrale. In questa modalità il codice crea un insieme di spettri sintetici e quando necessario li sovrappone allo spettro osservato per trovare la corrispondenza migliore tra i due. Le abbondanze allora sono calcolate minimizzando la differenza tra lo spettro osservato e quello sintetico, dopo aver deconvoluto per il profilo strumentale e di rotazione. In questo lavoro MOOG è stato usato nella modalità `abfind`.

¹<https://www.astro.princeton.edu/~rhl/sm/sm.html>



(a) abfind



(b) synth

Figura 5.1: Esempi delle schermate generate da MOOG durante l'analisi delle abbondanze con le due modalità.

Per avviare MOOG è necessario impostare un file di parametri in cui specificare il *driver* da utilizzare, seguito poi da altre parole chiave. Il file di parametri che ho utilizzato è il seguente:

```

abfind
terminal 'x11'
standard_out './out'
summary_out './summary'
model_in './MODEL'
lines_in '/LISTA_RIGHE'
atmosphere 1
molecules 2
lines 1
freeform 1
flux/int 0
damping 1
plot 3

```

La prima riga di comando definisce in che modalità il codice deve funzionare, seguita poi da una riga in cui si specifica che tipo di terminale è utilizzato da SM. Le quattro righe successive sono quelle più importanti in cui rispettivamente si specificano le cartelle in cui salvare i risultati `out` e `summary` e in cui trovare il modello di atmosfera `model_in` e la lista di righe `lines_in`. Seguono poi delle parole chiave in cui specificare alcuni dettagli per i grafici creati dal programma. Per maggiori dettagli sulle parole chiave da specificare in questo file si rimanda al manuale scaricabile con il codice.

5.2.1 La lista delle righe

La lista delle righe deve essere compilata seguendo la formattazione di MOOG se la parola chiave `freeform` è impostata a 0, altrimenti la lista può essere anche non formattata. Per esempio:

```
Lista righe NGC6940_152
6125.014 14.0 5.61 -1.580 60.8
6145.010 14.0 5.61 -1.450 83.0
5867.554 20.0 2.93 -1.630 76.2
....
....
6392.533 26.0 2.28 -3.956 95.8
6416.918 26.0 4.79 -0.995 56.9
6436.399 26.0 4.19 -2.410 48.3
....
```

La prima riga di comando non ha funzione computazionale: è una semplice riga di commento in cui si possono specificare informazioni utili per saranno poi riportate nei grafici relativi. Seguono le diverse righe che il codice deve analizzare e di cui si sono misurate le EW. Si possono trascrivere fino a un massimo di 500 righe.

In ogni riga, il primo numero definisce la lunghezza d'onda tipica di quella riga, espressa in Å. Segue il numero atomico: il decimale definisce lo stato di ionizzazione, se .0 allora si tratta di atomi neutri, se .1 si tratta di atomi ionizzati una volta, .2 ionizzati due volte e così via. Di seguito sono poi riportati il potenziale di eccitazione espresso in eV e la forza dell'oscillatore associata alla riga e misurata in laboratorio. Quest'ultimo parametro può essere espresso come gf se valori sono positivi o come $\log(gf)$ se i valori sono negativi. Infine nell'ultima colonna sono riportate le EW misurate ed espresse in mÅ.

In questo lavoro, ho utilizzato la lista di righe adottata da Conrad et al. (2014). Si rimanda a questo articolo per maggiori dettagli.

Misure di EW

Per misurare le larghezze equivalenti degli spettri ho utilizzato il task `splot` di IRAF. In particolare ho utilizzato la tecnica che interpola un profilo gaussiano sulla riga, selezionati gli estremi a cui si pensa inizi e termini la riga. Questa tecnica è invocata con il tasto `k`. Posizionato il cursore prima a sinistra e poi a destra della riga e premendo in entrambe le posizioni il tasto, `splot` calcola il centro del profilo, l'intensità del picco in conteggi e in flusso, la EW espressa in mÅ, il valore centrale dell'intensità e la FWHM del profilo gaussiano. In Fig.5.2 si può vedere un esempio di calcolo di larghezza equivalente effettuato per una riga della stella NGC6940_130.

Per stimare il continuo ho valutato la posizione del continuo guardando a $\pm 5\text{Å}$ di distanza dalle ali della riga, quando possibile. Ho cercato inoltre di misurare righe il più isolate possibili e che non fossero in blend o avessero righe vicine molto intense. Inoltre ho evitato le parti dove erano presenti le righe in emissione del fondocielo. Per ogni riga ho

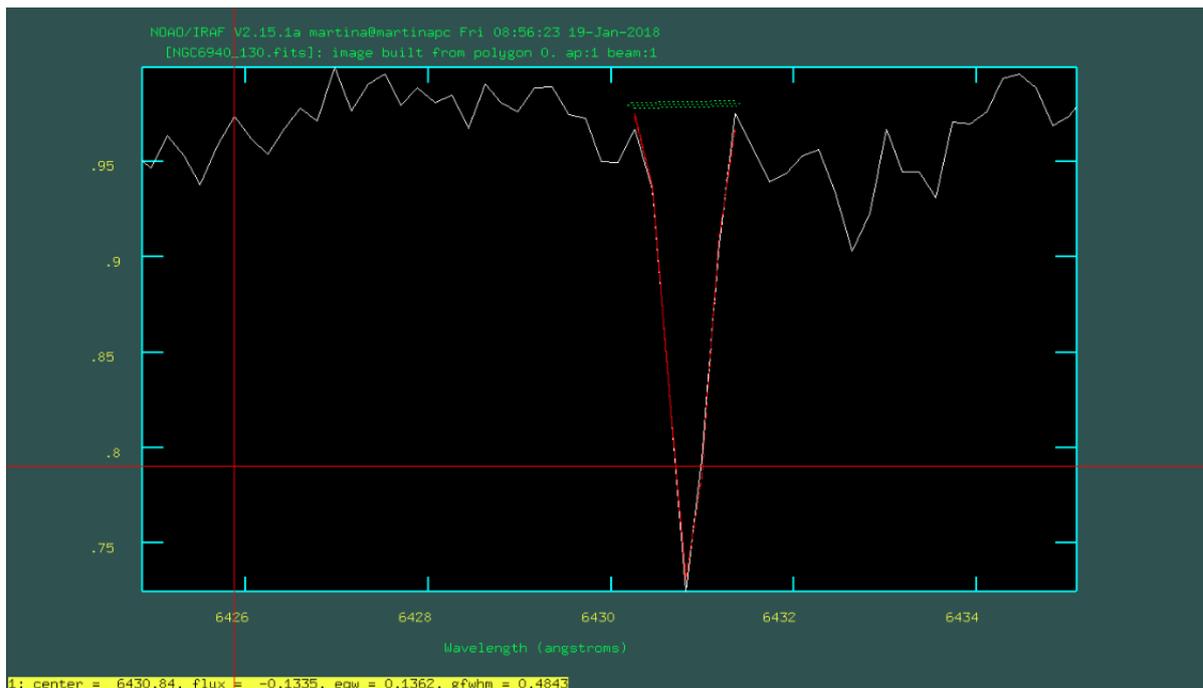


Figura 5.2: Esempio della procedura di misura delle EW realizzabile con IRAF.

misurato in media cinque valori di EW, applicando sempre la stessa tecnica. Il valore finale è la media di queste cinque misure.

A volte il profilo non interpolava bene tutta la riga: in quel caso ho variato le posizioni del cursore per cercare di interpolare al meglio il profilo della riga. Questo però potrebbe essere stata la causa principale della sovrastima delle EW e dunque delle abbondanze rispettive. Infatti questa tecnica è molto sensibile alla posizione del continuo, soprattutto se posizionato troppo in alto. Valutando visivamente le varie misure che ho ottenuto, mi sono accorta che effettivamente questa sovrastima c'è stata, confermata poi dai valori delle abbondanze misurate per ogni stella.

Molte righe negli spettri che ho analizzato si presentavano in blend o con vicini intensi. Mediamente per il SiI, CaI e TiI sono riuscita a misurare dalle due alle quattro righe, mentre per il FeII una decina. Il numero però è variabile sia da spettro a spettro che da ammasso ad ammasso. Per le stelle di To 5 ho misurato in generale più righe. Il FeI è l'elemento di cui ho misurato il maggior numero di righe.

5.2.2 Il modello di atmosfera

MOOG accetta quattro diversi tipi di modelli di atmosfera per calcolare le abbondanze. Le griglie di modelli di atmosfera disponibili tuttavia, in particolare quelli di Kurucz, hanno $\Delta T = 250\text{K}$, $\log(g) = 0.5\text{dex}$ e $v_t = 0.5\text{km/s}$. Per trovare il modello che meglio rappresenta la stella analizzata e quindi trovare i parametri atmosferici esatti, ho utilizzato un programma interpolatore fornito sviluppato da A.McWilliam. Il programma permette di creare il modello definendo la temperatura, gravità, metallicità e velocità di microturbolenza che meglio si adatta alla stella. I parametri atmosferici calcolati nel Cap.4 sono stati utilizzati come stime iniziali con cui creare il primo modello. Per il valore iniziale della

metallicità si sceglie un valore che meglio si adatta alla stella analizzata: se si tratta di stelle di ammassi aperti si considera una metallicità solare, per stelle di ammassi globulari invece un valore apri a $[Fe/H] = -1.5$ è una buona stima. Il programma considera tutte le griglie di modelli di Kurucz e interpolando individualmente la temperatura, la gravità la metallicità e la velocità di microturbolenza prima e insieme poi, crea il modello con i parametri desiderati.

Il modello creato è scritto direttamente nel formato adatto a MOOG, ovvero:

```
KURTYPE
4948./ 2.9/ 0.1 mic = 0.7900
64 5000.0
0.17358496E-01 2328.5 1.485E+01 1.879E+08
0.17888212E-01 3109.8 1.527E+01 1.350E+09
0.22216462E-01 3153.7 1.898E+01 1.752E+09
.....
41.595935 9138.6 3.522E+04 1.233E+15
42.658595 9281.2 3.615E+04 1.420E+15
0.79
NATOMS 00 0.15
NMOL 19
606.0 106.0 607.0 608.0 107.0 108.0 112.0 707.0
708.0 808.0 12.1 60808.0 10108.0 101.0 6.1 7.1
8.1 822.0 22.1 26.1
```

La prima riga definisce il tipo di modello che è utilizzato. In questo caso di tratta di un modello KURTYPE, ovvero un modello che è creato dalle griglie di Kurucz, ma in cui l'opacità e la profondità ottica per ogni strato sono calcolate internamente da MOOG. Segue una riga di commento come nel caso della lista di righe. Poi è definito il numero degli strati di atmosfera di cui è composto il modello e la lunghezza d'onda di riferimento rispetto a cui il codice deve calcolare la profondità ottica e l'opacità. Sono riportate poi 64 righe in cui sono specificati in ordine la densità, la temperatura, la pressione del gas e la densità elettronica. Dopo gli strati è riportata la velocità di microturbolenza. Infine sono specificati due parametri opzionali ma che nel caso di stelle fredde con le stelle di RC sono utili al codice per non commettere errori. In particolare sono specificati il numero di atomi di cui bisogna considerare il valore solare di riferimento, e il numero delle molecole di cui MOOG deve calcolare l'abbondanza.

Per ulteriori dettagli sui modelli utilizzabili e su altre parole chiave da specificare si rimanda al manuale dell'utente.

5.2.3 Calcolo delle abbondanze

Con la lista delle righe e il modello di atmosfera così definiti, MOOG calcola le abbondanze e genera i relativi grafici. In Fig.5.3 si possono vedere i grafici ottenuti con una prima esecuzione del codice.

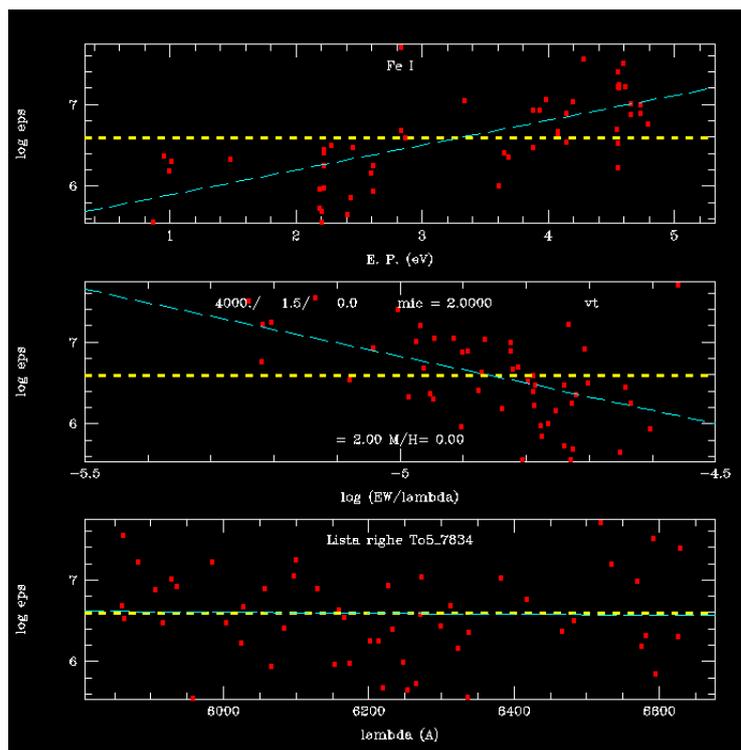


Figura 5.3: Esempio dei grafici ottenuti da MOOG con parametri errati.

Il pannello in alto mostra la dipendenza delle abbondanze individuali delle righe del FeI in funzione del potenziale di eccitazione, rappresentata dalla retta blu. La retta gialla definisce l'abbondanza media calcolata dal codice. I punti rossi rappresentano le righe individuali. Nel pannello centrale è rappresentata la dipendenza dell'abbondanza del FeI in funzione della larghezza equivalente ridotta calcolata dal programma per ogni singola riga. Nel pannello in basso invece è riportata l'abbondanza in funzione della lunghezza d'onda. Come si può notare, le rette blu hanno una pendenza non nulla, in particolare positiva nel primo pannello e negativa nel secondo. Queste pendenze definiscono se la temperatura e la velocità di microturbolenza usate nel modello di atmosfera sono corrette oppure no. In particolare, pendenza positiva significa che la temperatura o la velocità sono sottostimate, mentre pendenza negativa significa che i valori sono sovrastimati. La dipendenza dalla gravità è definita dalla differenza tra l'abbondanza media del FeI e l'abbondanza media del FeII. In particolare, valori positivi significa che la gravità è sovrastimata rispetto alla gravità effettiva della stella, mentre valori negativi corrispondono a sottostime della gravità. Secondo la teoria, la temperatura influisce principalmente sull'equilibrio di eccitazione, secondo l'equazione di Boltzmann. Si raggiunge l'equilibrio quando tutte le righe hanno la stessa abbondanza, quindi quando non esiste più dipendenza con il potenziale di eccitazione. Laddove, all'aumentare del potenziale di eccitazione, l'abbondanza individuale aumenta, come nel primo pannello in Fig.5.3, significa che la temperatura è bassa, dunque nell'equazione di Boltzmann nell'esponentiale, il numeratore domina sul denominatore, e quindi il rapporto delle popolazioni è positivo. Al contrario, se al crescere del potenziale di eccitazione l'abbondanza individuale diminuisce, la temperatura è alta, dunque il rapporto delle popolazioni dei livelli ha un valore negativo. Quando non si osserva più questa dipendenza, dunque il rapporto delle popolazioni è uno, si è raggiunto l'equilibrio di

eccitazione e tutte le righe misurano la stessa abbondanza.

Lo stesso vale per la gravità, che diventa più importante per l'equilibrio di ionizzazione descritto con l'equazione di Saha. Quando la gravità è bassa, allora l'abbondanza media del FeII è maggiore dell'abbondanza del FeI. Di conseguenza, la differenza tra queste assume un valore negativo e viceversa.

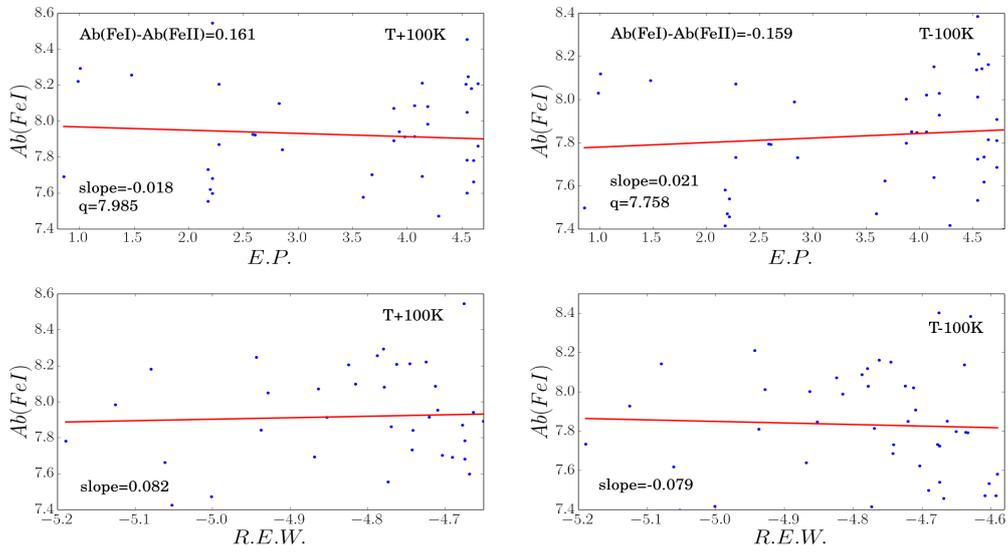
Per quanto riguarda la velocità di microturbolenza, invece, questa produce effetti simili all'allargamento Doppler dovuto a moti di agitazione termica degli atomi e tipicamente i due effetti non sono distinguibili. Dunque, laddove le righe sono più larghe, quindi si misurano larghezze equivalenti maggiori, e la velocità è elevata, allora l'abbondanza individuale del FeI diminuisce all'aumentare della larghezza equivalente ridotta e viceversa. Guardando il secondo pannello, si intuisce che il valore della velocità è sovrastimato. Si ottiene il valore esatto quando sparisce anche questa dipendenza.

Una volta constatato l'andamento delle abbondanze individuali con il potenziale di eccitazione, con la larghezza equivalente ridotta e calcolata la differenza tra le abbondanze medie di FeI e FeII, si modificano i parametri del modello, inserendo la nuova metallicità misurata e si esegue nuovamente MOOG. Si procede iterativamente cambiando modello ogni volta, finché le dipendenze dei vari parametri spariscono o si raggiunge una convergenza dei valori finali. Tipicamente si cerca di raggiungere valori delle pendenze delle rette e della differenza di abbondanze piccoli, ovvero valori inferiori a 0.005 (seguendo quanto specificato da Sousa & Andreasen (2018)) Per la maggior parte delle stelle, sono riuscita a ottenere valori molto piccoli, come si può notare nelle Fig.5.5. Per alcune stelle tuttavia, questo non è stato possibile, in quanto per esempio pur aumentando la temperatura di 200K si è ottenuta la stessa pendenza. Sicuramente questo è legato a una stima sbagliata delle EW: infatti questo si è verificato soprattutto per le #28 e #60, che sono le prime stelle di cui ho misurato la EW che assumono valori molto alti rispetto alle altre. Probabilmente è legato a un non corretto posizionamento del continuo dettato dall'inesperienza.

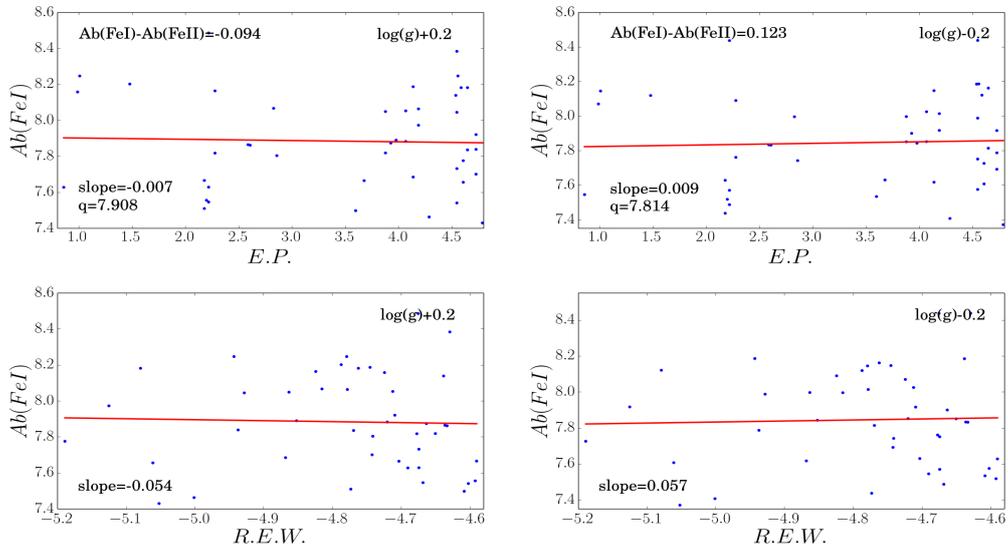
I grafici delle dipendenze con i valori finali delle varie pendenze sono riportati in Fig.5.5, mentre in Tab.5.1 sono riportati i valori dei parametri atmosferici finali e le abbondanze calcolate.

Stima degli errori

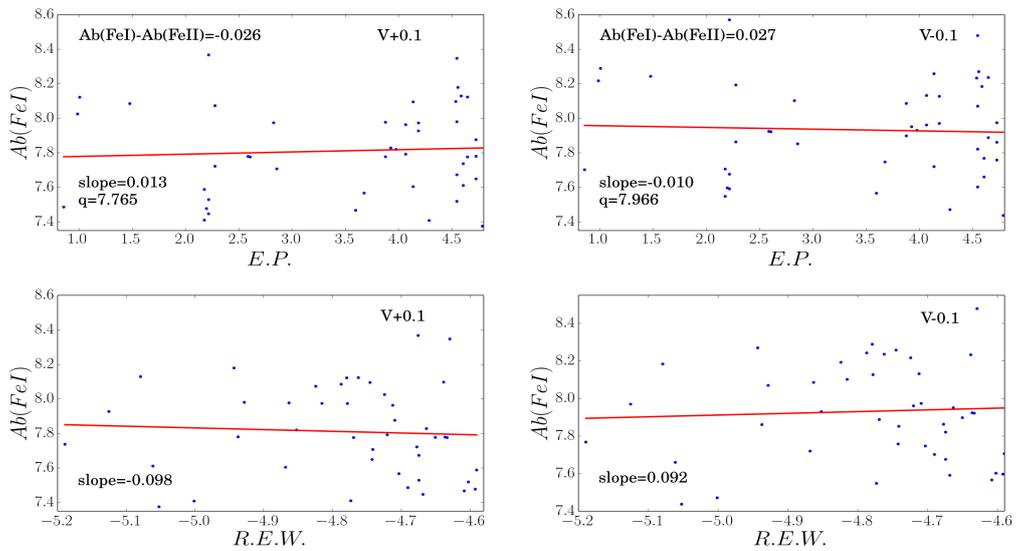
Gli errori sono stati stimati variando i parametri finali atmosferici. In particolare la temperatura è stata variata di $\Delta T = \pm 100$ K, la gravità superficiale di $\Delta \log(g) = \pm 0.2$ e la velocità di microturbolenza di $\Delta v_t = \pm 0.1$ km/s. Per ogni stella sono stati creati nuovi modelli prima variando solo la temperatura e mantenendo inalterati gli altri parametri, poi solo la gravità e infine solo la velocità. Ogni nuovo modello è stato utilizzato per ricalcolare gli estremi superiore e inferiore della metallicità. Si può vedere un esempio della procedura in Fig.5.4, in particolare per la stella #152. Calcolata la differenza con il valore finale dell'abbondanza, i vari contributi sono stati sommati quadraticamente (vedere Tab.5.1). In Tab.5.2 sono infine riportati i rapporti di abbondanze e relativi errori calcolati per ogni stella.



(a) Variazione $\Delta T = \pm 100K$.



(b) Variazione $\Delta \log(g) = \pm 0.2$.



(c) Variazione $\Delta v_t = \pm 0.1 km/s$.

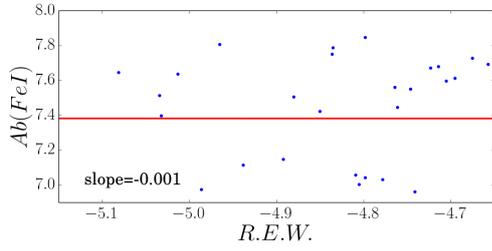
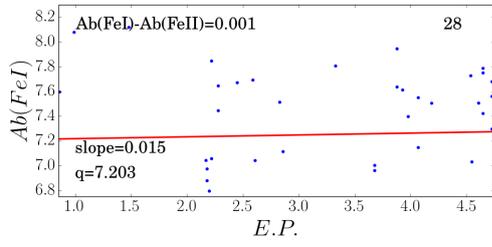
Figura 5.4: Esempio di stima degli errori, variando la temperatura 5.4(a), la gravità 5.4(b) e la velocità di microturbolenza 5.4(c) come indicato. I grafici fanno riferimento alla sola stella NGC6940_152.

Tabella 5.1: Stime dei parametri stellari e delle abbondanze chimiche con relativi errori per cinque specie atomiche ottenute con MOOG

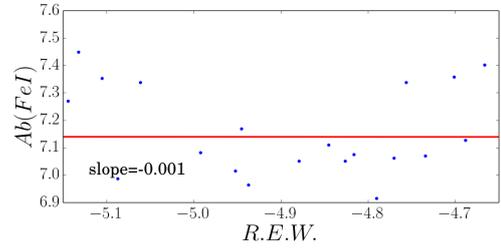
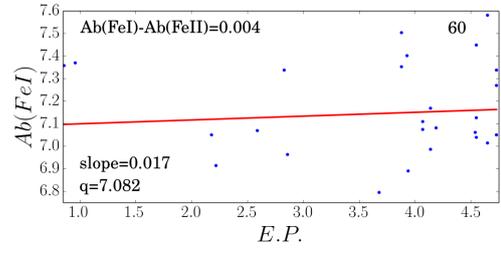
	T_{eff}	$\log(g)$	v_t	$[Fe/H]$	$[Si/H]$	$[Ca/H]$	$[Ti/H]$	$[Ni/H]$
NGC 6940								
28	5370	2.52	2.05	-0.12±0.1	0.30±0.1	0.04±0.1	0.19 ^{+0.1} _{-0.06}	-0.09 ^{+0.06} _{-0.07}
60	5295	3.28	2.52	-0.36±0.1	0.06 ^{+0.03} _{-0.07}	0.08 ^{0.1} _{-0.03}	0.31 ^{+0.1} _{-0.03}	-0.01 ^{+0.07} _{-0.09}
67	5122	3.29	1.69	0.08 ^{+0.08} _{-0.07}	0.47 ^{+0.04} _{-0.05}	0.13 ^{+0.1} _{-0.2}	0.33 ^{+0.1} _{-0.04}	0.28±0.5
69	5079	3.48	0.61	0.31 ^{+0.07} _{-0.06}	0.67 ^{+0.24} _{-0.18}	0.07 ^{+0.2} _{-0.03}	0.44 ^{+0.3} _{-0.4}	0.34±0.2
87	5101	3.18	1.72	0.13 ^{+0.09} _{-0.08}	0.50 ^{+0.05} _{-0.06}	0.07 ^{+0.02} _{-0.1}	0.15±0.1	0.43 ^{+0.04} _{-0.07}
108	5450	3.05	1.69	0.17 ^{+0.1} _{-0.09}	0.32 ^{+0.03} _{-0.02}	0.08 ^{+0.2} _{-0.1}	0.42 ^{+0.1} _{-0.2}	0.36 ^{+0.09} _{-0.07}
130	5183	3.58	1.41	0.19 ^{+0.08} _{-0.07}	0.59±0.04	0.19 ^{+0.2} _{-0.1}	0.48 ^{+0.2} _{-0.1}	0.39±0.4
132	5079	2.96	1.59	-0.02 ^{+0.08} _{-0.07}	0.42 ^{+0.05} _{-0.03}	0.13 ^{+0.3} _{-0.1}	0.20 ^{+0.1} _{-0.09}	0.07 ^{+0.06} _{-0.07}
138	5050	3.15	1.06	0.09 ^{+0.09} _{-0.08}	0.52 ^{+0.04} _{-0.06}	0.03±0.1	0.44±0.1	-0.05 ^{+0.05} _{-0.04}
139	5299	3.39	1.99	0.01 ^{+0.09} _{-0.08}	0.39 ^{+0.09} _{-0.06}	0.09±0.09	0.49 ± 0.2	0.43 ^{0.09} _{-0.06}
152	4893	2.67	1.29	0.37 ± 0.08	0.67 ^{+0.07} _{-0.09}	0.14±0.1	0.25±0.1	0.38 ^{+0.07} _{-0.06}
To 5								
0006	5069	2.53	2.12	0.03 ^{0.09} _{-0.08}	0.26 ^{+0.04} _{-0.02}	0.02 ^{+0.2} _{-0.1}	0.17±0.1	0.15 ± 0.06
5274	5100	2.56	1.42	0.24 ± 0.1	0.36 ^{+0.05} _{-0.03}	0.25 ^{+0.4} _{-0.3}	0.24±0.1	0.21 ^{0.08} _{-0.1}
5521	4721	2.12	1.35	-0.15 ^{+0.09} _{-0.08}	0.05±0.07	-0.02±0.1	-0.02±0.1	-0.09 ^{+0.06} _{-0.05}
7701	4921	2.20	2.66	0.07 ± 0.07	0.35 ^{+0.03} _{-0.02}	0.16 ^{+0.1} _{-0.06}	0.17 ^{+0.2} _{-0.1}	0.16±0.05
7834	4948	2.92	0.79	0.15 ^{+0.06} _{-0.05}	0.07 ^{+0.05} _{-0.06}	0.09 ^{+0.2} _{-0.1}	0.26±0.1	0.29 ^{+0.04} _{-0.06}
8080	5153	3.36	1.18	0.21 ^{+0.08} _{-0.07}	0.51 ^{+0.04} _{-0.05}	0.29 ^{+0.2} _{-0.1}	0.44±0.09	0.26 ^{+0.1} _{-0.04}
8099	5200	3.62	1.82	0.19 ^{+0.09} _{-0.07}	0.18 ± 0.05	-0.19 ^{+0.08} _{-0.05}	0.39±0.2	0.57 ^{+0.09} _{-0.1}

Tabella 5.2: Rapporti di abbondanze e relativi errori calcolati utilizzando i risultati di MOOG.

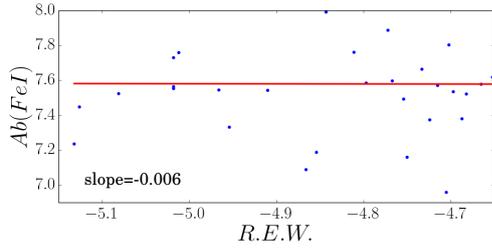
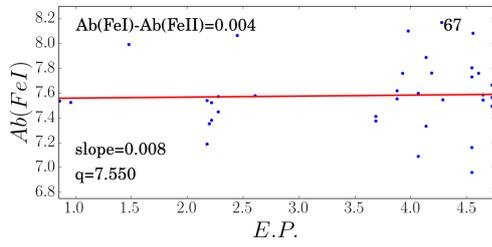
ID	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[Ni/Fe]
NGC 6940				
28	0.49±0.1	0.26±0.1	0.40±0.1	0.14±0.1
60	0.42±0.1	0.44±0.1	0.67±0.1	0.35±0.1
67	0.39±0.06	0.05±0.2	0.25±0.1	0.20±0.08
69	0.36±0.2	-0.24±0.2	0.13±0.3	0.03±0.2
87	0.37±0.09	-0.06±0.1	0.02±0.1	0.30±0.09
108	0.15±0.1	-0.09±0.2	0.25±0.2	0.19±0.1
130	0.40±0.08	0.00±0.2	0.29±0.1	0.20±0.08
132	0.44±0.08	0.15±0.1	0.22±0.1	0.09±0.08
138	0.43±0.09	-0.06±0.1	0.35±0.1	-0.14±0.09
139	0.38±0.09	0.08±0.09	0.48±0.2	0.42±0.09
152	0.30±0.09	-0.23±0.1	-0.12±0.1	0.01±0.08
To 5				
0006	0.23±0.09	-0.01±0.1	0.14±0.1	0.12±0.09
5274	0.12±0.1	0.01±0.3	0.00±0.1	-0.03±0.1
5521	0.23±0.09	0.13±0.1	0.13±0.1	0.06±0.09
7701	0.29±0.07	0.09±0.07	0.10±0.2	0.09±0.07
7834	-0.08±0.06	-0.06±0.1	0.11±0.1	0.14±0.06
8080	0.29±0.08	0.07±0.2	0.22±0.09	0.04±0.1
8099	-0.01±0.09	-0.39±0.09	0.19±0.2	0.37±0.1



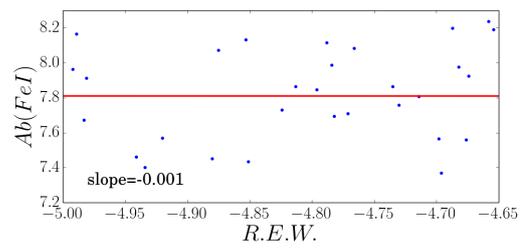
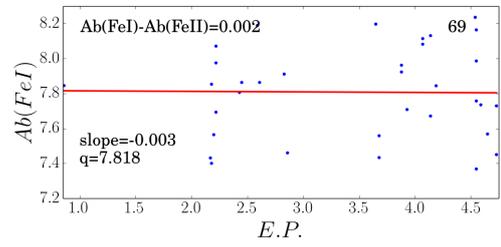
(a)



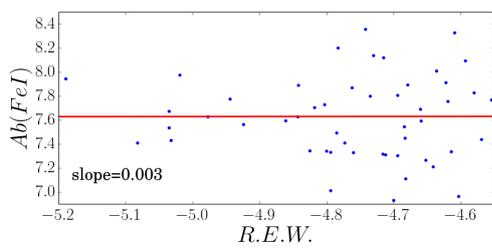
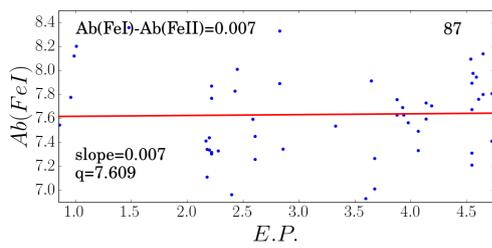
(b)



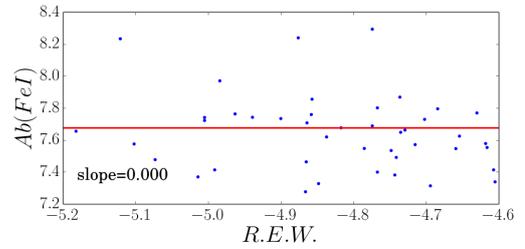
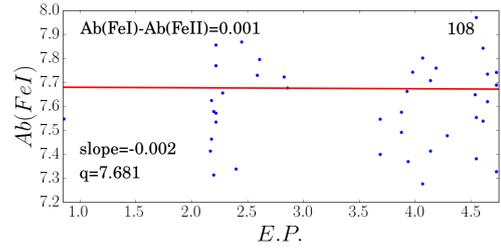
(c)



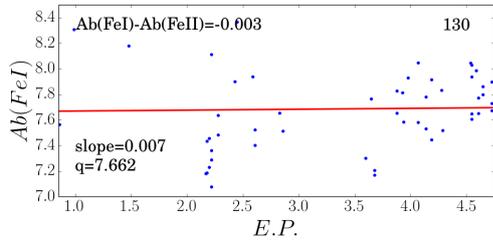
(d)



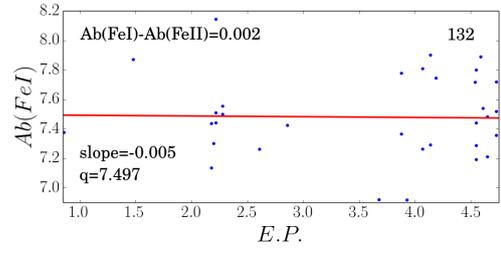
(e)



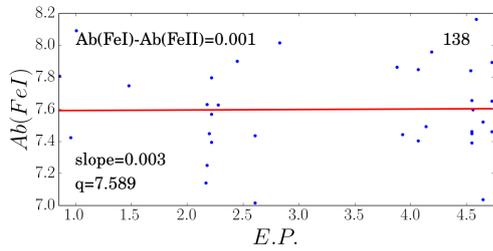
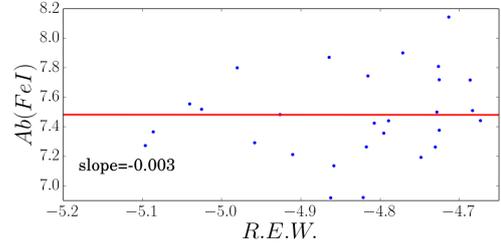
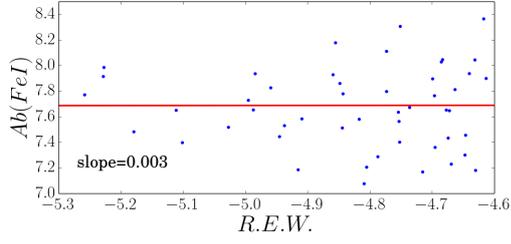
(f)



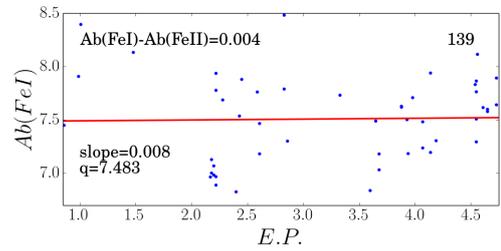
(g)



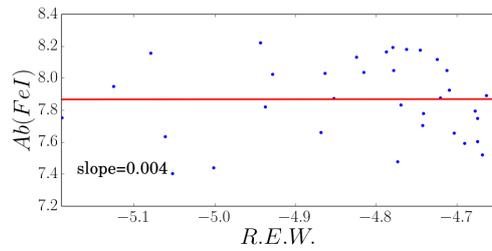
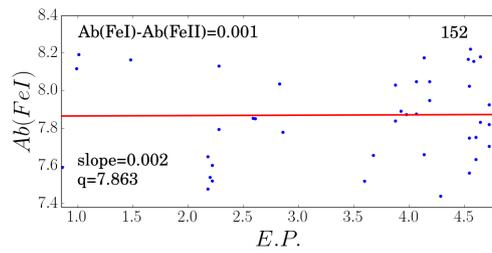
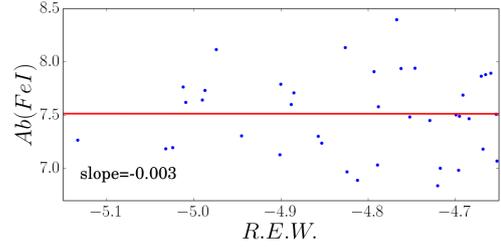
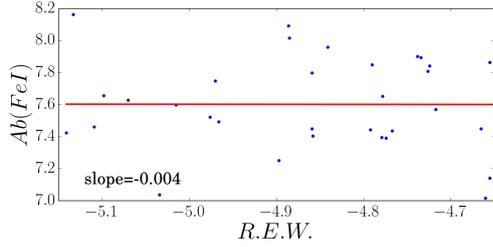
(h)



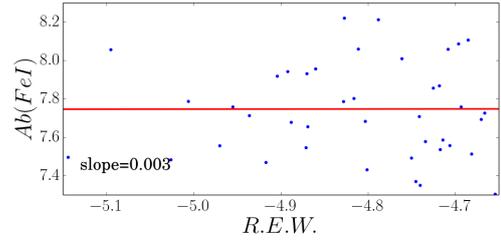
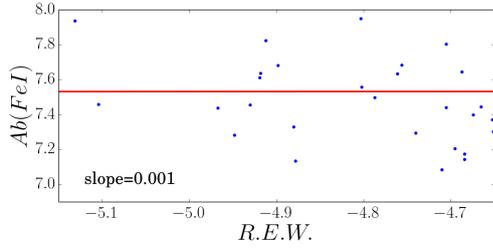
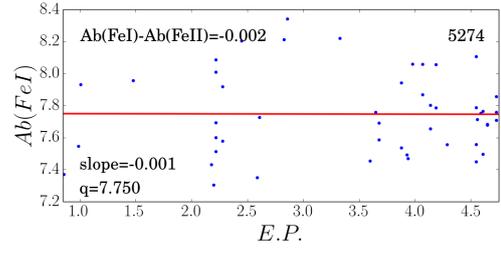
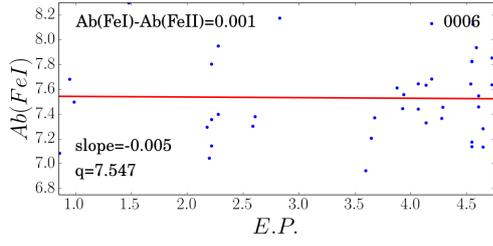
(i)



(j)

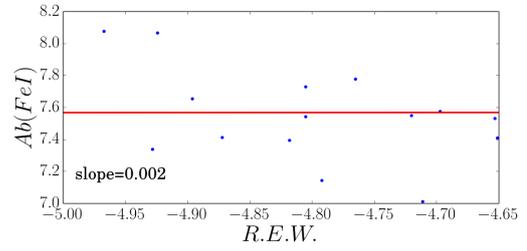
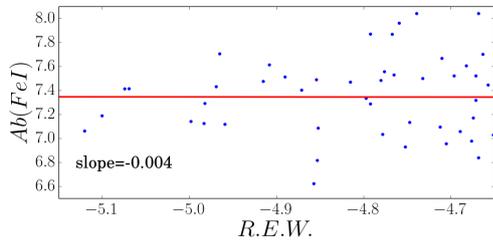
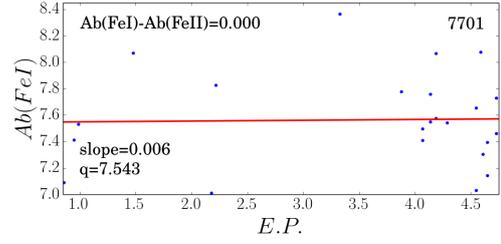
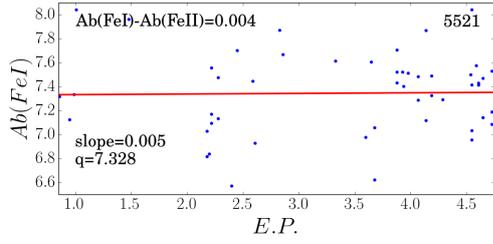


(k)



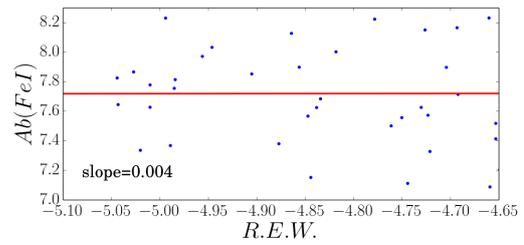
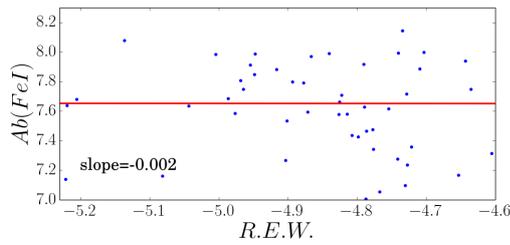
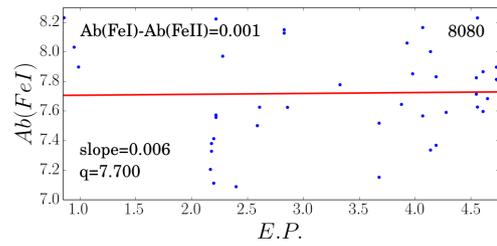
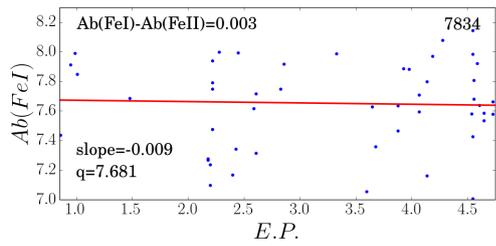
(l)

(m)



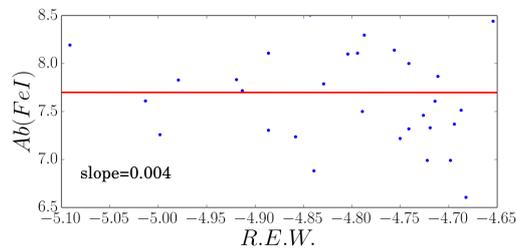
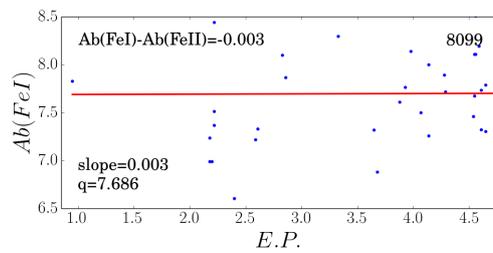
(n)

(o)



(p)

(q)



(r)

Figura 5.5: Grafici delle dipendenze delle abbondanze con il potenziale di eccitazione e con la larghezza equivalente ridotta, calcolata come $R.E.W = \log_{10} \left(\frac{EW(\lambda)}{\lambda} \right)$. In ogni pannello, in alto a destra, è riportato il numero di riferimento della stella. I modelli di atmosfera utilizzati per calcolare le abbondanze sono relativi ai valori finali delle stelle, riportati in Tab.5.1.

5.3 SP_Ace

Stellar Parameters And Chemical abundances Estimator (SP_Ace v.1.3) è un codice FORTRAN95 open source, sviluppato da Boeche & Grebel (2016), che permette di derivare i parametri fisici e le abbondanze chimiche dall'analisi di spettri stellari. SP_Ace è l'estensione del codice di analisi delle abbondanze sviluppato per RAdial Velocity Experiment (RAVE Conrad et al. (2014)), una grande survey spettroscopica di stelle per studiare la morfologia e la storia della Via Lattea attraverso l'analisi spettroscopica di stelle combinata con dati astrometrici. Il codice sviluppato da Boeche et al. (2011) per RAVE si limitava soltanto al calcolo delle abbondanze chimiche: il nuovo codice lo completa, permettendo di derivare insieme alle abbondanze anche i parametri stellari.

Analogamente a MOOG, SP_Ace utilizza le equazioni di trasporto della radiazione, di struttura stellare e di assorbimento ed emissione della radiazione valide in ipotesi di LTE e di atmosfera 1D. Tuttavia a differenza dell'altro codice, questo utilizza un metodo ibrido per l'analisi di abbondanze chimiche, sfruttando le CoG, senza misura diretta delle EW per derivare il numero di atomi assorbitori, e allo stesso tempo sfruttando il concetto di sintesi spettrale.

5.3.1 Il codice

SP_Ace calcola i parametri atmosferici finali e le abbondanze chimiche di massimo dieci elementi, ovvero del FeI, MgI, SiI, CaI, ScI, TiI, VI, CrI, CoI, NiI. Il codice converge solo per alcuni intervalli di temperatura, gravità e velocità di microturbolenza, nello specifico $3600 < T_{eff} < 7400\text{K}$, $0.2 < \log(g) < 5.4\text{ cm/s}^2$ e $-2.4 < [m/H] < 0.4$ dex. Gli spettri per poter essere analizzate dal codice, devono essere normalizzati al continuo, corretti per velocità radiale, devono avere risoluzione spettrale tra 1000 e 20000. Inoltre non devono avere un numero di pixel superiore a 32000 e devono avere FWHM costante su tutto lo spettro.

Diversamente da altri programmi, SP_Ace utilizza un metodo ibrido per calcolare le abbondanze chimiche. Essenzialmente utilizza una libreria di CoGs per righe di EW aspettate per spettri di stelle con una data temperatura, gravità e metallicità, e costruisce uno spettro modello che meglio riproduca lo spettro osservato.

La lista di righe utilizzate comprende sia righe atomiche che molecolari, e deve essere completa in tutte le costanti, quali potenziale di eccitazione, forza dell'oscillatore e così via. Le righe sono state selezionate dal Vienna Atomic Line Database, VALD². Inizialmente la lista conteneva 8947 righe selezionate nell'ottico a 5212-6860Å e nell'intervallo del tripletto del CaI tra 8400 e 8924Å. Gli spettri analizzati devono coprire questi intervalli spettrali. Di tutte queste righe sono state misurate le larghezze equivalenti con la modalità `ewfind` di MOOG e sono state selezionate le righe con intensità superiore a 1mÅ in almeno uno degli spettri del Sole, Arturo e Procione, riducendo così il numero di righe a 4643.

In seguito è stata costruita una libreria di modelli di atmosfera interpolando linearmente i modelli generati dal codice ATLAS sviluppato da Castelli & Kurucz, 2005. Oltre alla temperatura, gravità e metallicità è stata calcolata per ogni modello della libreria la velocità di microturbolenza utilizzando una funzione polinomiale che dipende da questi parametri.

²<http://vald.astro.uu.se/>

Sfruttando la libreria dei modelli, `SP_Ace` crea un modello di spettro che meglio riproduce quello osservato e misura internamente le EW delle righe sintetizzate, costruendo una nuova libreria con le misure in funzione dei parametri stellari. A questo punto, il codice costruisce per ogni riga la CoG corrispondente in funzione dei quattro parametri, utilizzando una funzione polinomiale definita da 70 coefficienti.

Infine, utilizzando queste librerie e modificando le larghezze delle righe sintetizzate, `SP_Ace` crea lo spettro sintetico che meglio riproduce lo spettro osservato e calcola le abbondanze. Per maggiori dettagli sulla struttura del codice ed affidabilità delle misure, si rimanda all'articolo Boeche & Grebel (2016).

Il codice è eseguibile definendo un file di parametri `space.par`, in cui sono specificate alcune parole chiave, del tipo:

```
obs_sp_file './space_v1.3/spectrum.dat'
GCOGLib './GCOG_library_SPACE_v1.0'
fwhm 0.4
wave_lims 5840 6690
error_est
```

Nella prima riga di comando è specificato l'indirizzo e il file corrispondenti allo spettro osservato; segue poi l'indirizzo a cui trovare la libreria di CoG. In seguito sono riportate la FWHM che può anche essere un valore approssimativo e l'intervallo di lunghezza d'onda su cui il codice effettua l'analisi. Queste sono le quattro parole chiave base senza cui il codice non può essere eseguito. Seguono altre parole chiave in cui specificare ad esempio se effettuare la stima degli errori, se calcolare la velocità radiale e altre. Per maggiori dettagli si rimanda al manuale di istruzione scaricabile con la versione più aggiornata di `SP_Ace`.

Una volta che il codice legge lo spettro osservato, stima i parametri atmosferici iniziali con la cosiddetta *starting_point_routine*, cerca nella griglia dei modelli il punto che più si avvicina a questi valori, calcola la CoG corrispondente e deriva i valori di T_{eff} , $\log(g)$ e $[m/H]$, intesa come metallicità del modello, attraverso la routine `TMG`. Con i nuovi parametri cerca il nuovo punto nella griglia: se questo punto è diverso da quello precedente, il codice ricalcola la CoG corrispondente e costruisce un nuovo modello. Se il punto è simile invece, il codice ri-normalizza lo spettro osservato e deriva i parametri per il nuovo spettro. Trova il punto nella griglia dei parametri e continua così iterativamente fino a raggiungere una convergenza dei valori. Il codice scrive allora i risultati in un file.

5.3.2 Risultati e stima degli errori

In Tab.5.4 sono riportati i valori finali dei parametri atmosferici e le abbondanze chimiche misurate per le dieci specie atomiche selezionate. In Tab.5.3 invece sono riportati gli errori stimati dal codice.

Per quanto riguarda la stima degli errori, l'ultima versione utilizza una routine aggiornata, che non migliora la precisione della stima degli errori, ma rende il programma molto più veloce ed efficiente. La routine realizza un'interpolazione dell'ipersuperficie di χ^2

costante con un ellissoide 3D (che ne è una buona approssimazione, anche se non perfetta) e cerca la massima e la minima estensione di questa superficie nello spazio dei parametri. Le incertezze misurate in questo modo sono ragionevolmente buone, ma non si possono rappresentare come semplici barre d'errore, intese come l'intervallo in cui si ha il 68% di probabilità di avere il valore esatto della misura. Le stime misurate da *SP_Ace* si riferiscono agli estremi dell'ellissoide costruito nello spazio dei parametri, il cui volume rappresenta circa il 64% di probabilità che il valore vero cada all'interno. La distribuzione di probabilità di un parametro è strettamente correlata con la distribuzione di probabilità di tutti gli altri e con la forma del volume che è approssimato da un'ellissoide. Dunque le stime degli errori di *SP_Ace* sono una buona approssimazione delle barre d'errore, ma non sono di precisione assoluta.

Tabella 5.3: Stime degli errori dei parametri stellari e dell'abbondanza del FeI ottenute con *SP_Ace*. I valori *null* cadono all'esterno dell'intervallo di confidenza definito dall'ipersuperficie nello spazio dei parametri.

ID	T_{inf}	T_{sup}	$\log(g)_{inf}$	$\log(g)_{sup}$	$[Fe/H]_{inf}$	$[Fe/H]_{sup}$
NGC 6940						
28	5218	5469	3.36	3.91	null	-0.13
60	5194	5510	3.21	3.84	-0.38	-0.27
67	5055	5122	3.05	3.21	0.00	0.06
69	5062	5143	3.20	3.39	-0.05	0.01
87	5105	5184	3.15	3.33	-0.05	0.01
108	5228	5278	3.32	3.43	-0.02	0.02
130	5151	5249	3.23	3.45	-0.11	-0.05
132	5015	5089	3.00	3.18	0.05	0.11
138	5073	5143	3.13	3.30	-0.06	0.00
139	5116	5260	3.18	3.49	-0.11	-0.02
152	5004	5058	2.96	3.11	0.03	0.08
To 5						
0006	4972	5033	2.72	2.91	-0.10	-0.04
5274	5173	5240	3.05	3.17	0.00	0.04
5521	4658	4722	2.59	2.79	-0.51	-0.47
7701	4811	4871	2.25	2.46	-0.02	0.04
7834	5233	5465	3.32	3.83	null	-0.13
8080	5040	5214	3.16	3.65	-0.24	-0.18
8099	5007	5210	2.85	3.34	-0.18	-0.08

Tabella 5.4: Stime dei parametri stellari e delle abbondanze chimiche per dieci specie atomiche ottenute con SP_Ace. I valori con il simbolo di asterisco sono stati ottenuti con un numero di righe inferiore a dieci. Più alto è il numero di righe per ogni specie atomica usate per creare il modello, più affidabile è la misura dell'abbondanza.

	T_{eff}	$log(g)$	$[Fe/H]$	$[Mg/H]$	$[Si/H]$	$[Ca/H]$	$[Sc/H]$	$[Ti/H]$	$[V/H]$	$[Cr/H]$	$[Co/H]$	$[Ni/H]$
	(K)											
NGC 6940												
28	5246	3.38	-0.24	-0.03	-0.10	-0.43	-0.26	-0.06	-0.10	0.17	0.07	-0.21
60	5227	3.24	-0.35	-0.11	-0.29	-0.50	-0.26	-0.13	-0.08	0.06	0.04	-0.35
67	5094	3.08	0.02	0.19	0.08	-0.06	0.03	0.04	0.09	-0.02	0.17	0.05
69	5089	3.22	-0.03	0.12	0.03	-0.13	-0.13	0.04	0.06	-0.05	0.14	-0.01
87	5124	3.17	-0.03	0.10	0.02	-0.09	-0.11	0.05	0.05	0.04	0.18	0.02
108	5253	3.35	0.00	0.19	0.03	-0.04	0.02	0.02	0.05	0.00	0.16	0.01
130	5178	3.24	-0.10	0.04	-0.04	-0.22	-0.03	0.04	0.02	-0.14	0.13	-0.08
132	5084	3.02	0.06	0.17	0.11	-0.02	0.02	0.08	0.11	0.01	0.24	0.10
138	5101	3.15	-0.04	0.15	0.00	-0.10	-0.11	-0.03	0.04	-0.02	0.10	-0.03
139	5143	3.19	-0.09	0.04	-0.08	-0.25	-0.23	0.01	0.01	-0.15	0.15	-0.07
152	5026	2.99	0.04	0.19	0.09	-0.05	0.08	0.06	0.12	0.03	0.25	0.09
To 5												
0006	5005	2.77	-0.08	0.02	-0.01	-0.17	-0.02	-0.08	0.01	-0.05	0.12	-0.05
5274	5212	3.10	0.01	0.06	0.0	-0.03	-0.03	0.02	0.06	0.07	0.16	0.00
5521	4671	2.62	-0.50	-0.26	-0.28	-0.53	-0.44	-0.42	-0.33	-0.66	-0.18	-0.42
7701	4851	2.34	0.00	0.06	0.09	-0.03	-0.09	-0.03	0.06	-0.05	0.16	0.02
7834	5259	3.34	-0.24	0.00	-0.18	-0.36	-0.11	-0.05	0.07	-0.12	0.13	-0.20
8080	5056	3.19	-0.23	0.02	-0.15	-0.36	-0.26	-0.04	-0.02	-0.16	0.08	-0.21
8099	5040	2.87	-0.16	-0.03	-0.17	-0.40	-0.21	-0.03	-0.09	-0.15	0.17	-0.17

5.4 Confronto delle misure di abbondanze e dei parametri atmosferici

Boeche (2016) hanno effettuato uno studio spettroscopico dettagliato di dodici stelle di RC appartenenti a NGC 6940. Gli autori hanno analizzato spettri con una risoluzione di circa 60000 e alto rapporto segnale-rumore, circa 120. Le abbondanze sono state ricavate con il codice `M00G`, sia con il metodo delle larghezze equivalenti sia con la sintesi spettrale. Tra i due lavori ci sono nove stelle in comune, quindi è stato possibile confrontare le misure. I confronti dei risultati ottenuti sia con `M00G` sia con `SP_Ace` sono riportati in Fig.5.6(a) e 5.6(b).

Come si può vedere, alcune misure sono in buon accordo con i valori trovati in letteratura. Per quanto riguarda quelle ottenute con `M00G` si tratta delle stelle #28, #87, #132, #138 e #139. In generale si può osservare che l'intervallo coperto dai valori di Boeche (2016) è molto più stretto delle misure ottenute in questo lavoro. Si osserva lo stesso andamento anche per le misure trovate con `SP_Ace`, in Fig.5.6(b): in questo caso però per la stella #28 è stata misurata una metallicità più bassa rispetto a quella misurata con l'altro codice. Come detto in Sez.5.3, `SP_Ace` è un codice automatico che analizza direttamente gli spettri, a differenza di `M00G` in cui invece bisogna misurare le larghezze equivalenti con altri programmi.

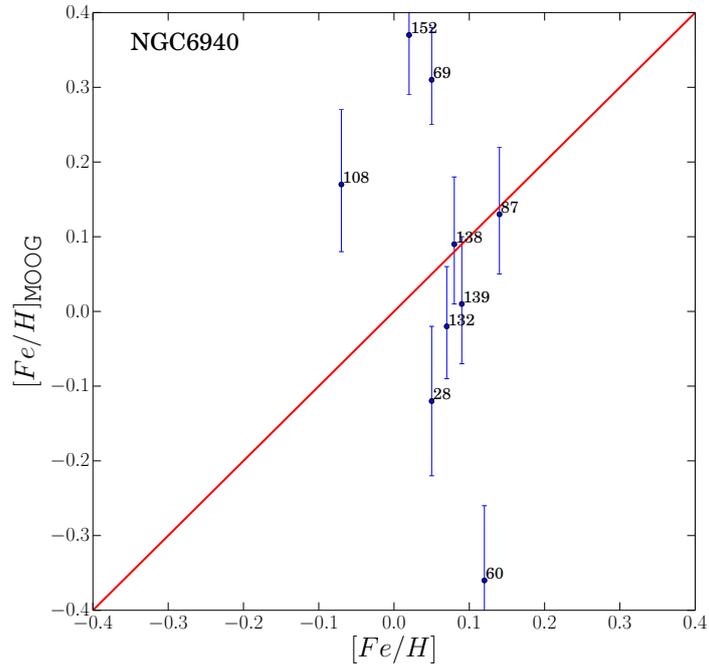
In Fig.5.7(a) e 5.7(b) sono riportati i grafici di confronto delle misure degli ammassi presi singolarmente e ottenute con i due diversi codici. In ascissa sono riportati i valori finali ottenuti con `SP_Ace` e in ordinata quelli con `M00G`.

Per quanto riguarda NGC 6940, si può vedere che le misure sono molto simili tra loro, per la stella #60 sono stati ottenuti gli stessi valori di metallicità. Per quanto riguarda To 5 le misure compatibili sono solo quelle della #7701. Per le altre, in generale con `M00G` sono stati ottenuti valori di metallicità sistematicamente più elevati rispetto a quelli ottenuti con `SP_Ace`. Questo si può spiegare con una sovrastima delle EW che, come definito dalle CoG, si traduce in una sovrastima dell'abbondanza della singola riga. Tuttavia, `SP_Ace` è un codice nuovo e in continuo aggiornamento, quindi potrebbe essere che le stime ottenute con questo codice non siano completamente affidabili.

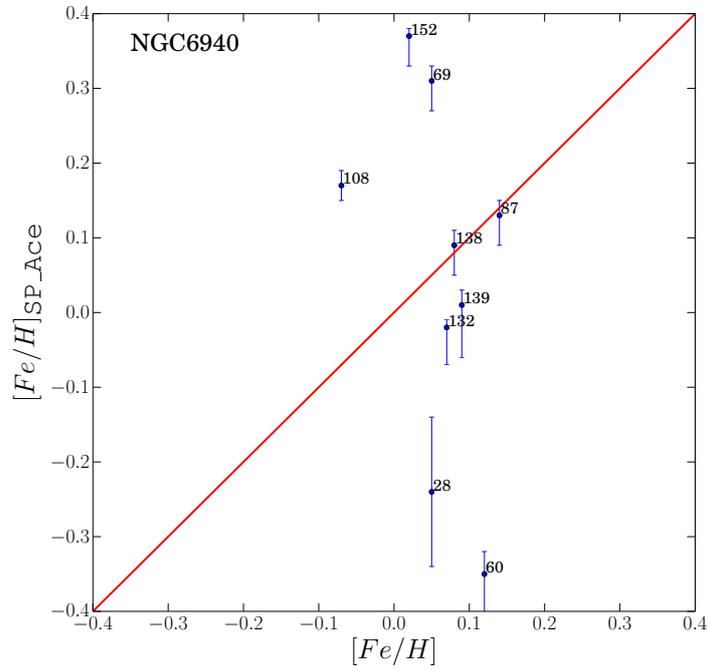
La discrepanza dei valori di metallicità è dettata anche dalla scarsa qualità degli spettri analizzati, dovuta principalmente alle condizioni atmosferiche poco favorevoli.

Lo stesso si può osservare in Fig. 5.7(b) per To 5, per cui non sono stati trovati lavori precedenti sulle metallicità. Analogamente a NGC 6940, le misure ottenute con `M00G` sono più alte rispetto a quelle ottenute con `SP_Ace`.

In Tab.5.5 sono riportate i valori finali dei parametri atmosferici ottenuti con l'analisi spettroscopica confrontati con i valori misurati da Boeche (2016). In generale si osserva un buon accordo tra le misure ottenute in questo lavoro. Mentre se si confrontano con le misure di letteratura, per le #28, #60, #108 e #139 la discrepanza è maggiore. Le misure di queste stelle di `SP_Ace` e `M00G` concordano, ma sono notevolmente sovrastimate rispetto a quelle di Boeche (2016). Gli autori hanno usato spettri a risoluzione e segnale-rumore più alti degli spettri che ho analizzato e hanno utilizzato un numero di righe molto maggiore e questi fattori possono spiegare le differenze tra i valori. Infatti, le misure ottenute con i due diversi codici concordano tra loro.

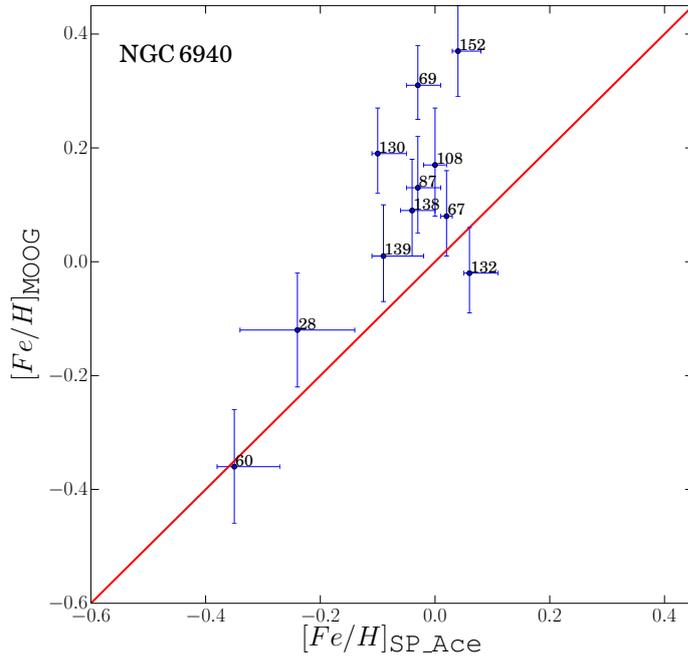


(a)

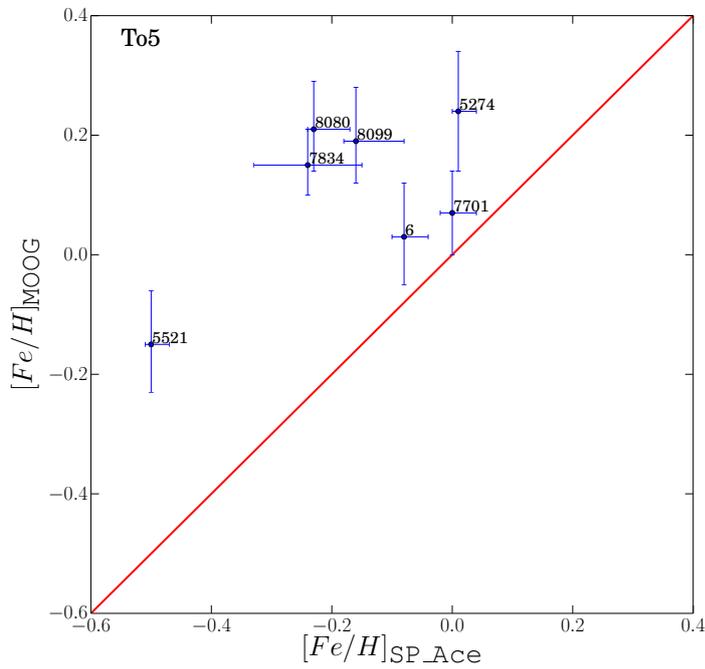


(b)

Figura 5.6: Confronto tra le misure ottenute in questo lavoro con i due diversi programmi in ordinata (MOOG in Fig.5.6(a) e SP_Ace in Fig.5.6(b)), e le misure ottenute da Boeche (2016), in ascissa. La retta rossa rappresenta la bisettrice del quadrante, ovvero il luogo dei punti in cui le misure sono identiche.



(a)



(b)

Figura 5.7: Confronto tra le misure ottenute in questo lavoro per NGC 6940 5.7(a) e To5 5.7(b) con M00G, in ordinata, e SP_Ace, in ascissa. La retta rossa rappresenta la bisettrice del quadrante, ovvero il luogo dei punti in cui le misure sono identiche.

Tabella 5.5: Confronto dei parametri atmosferici stellari derivati con la fotometria, con M00G e con SP_Ace.

ID	T_{phot}	$\log(g)_{phot}$	$v_{t,phot}$	T_{M00G}	$\log(g)_{M00G}$	$v_{t,M00G}$	T_{SP_Ace}	$\log(g)_{SP_Ace}$
NGC 6940								
28	5032	2.81	1.42	5370	2.52	2.05	5246	3.38
60	5056	2.04	1.41	5295	3.28	2.52	5227	3.24
67	5004	2.68	1.51	5122	3.29	1.69	5094	3.08
69	5047	2.91	1.46	5079	3.48	0.61	5089	3.22
87	5097	2.78	1.54	5101	3.18	1.72	5124	3.17
108	5098	2.74	1.69	5450	3.05	1.69	5253	3.35
130	5139	2.79	1.56	5183	3.58	1.41	5178	3.24
132	5071	2.58	1.65	5079	2.96	1.59	5084	3.02
138	5131	2.78	1.57	5050	3.15	1.06	5101	3.25
139	5117	2.77	1.56	5299	3.39	1.99	5143	3.19
152	5094	2.55	1.73	4893	2.67	1.29	5026	2.99
To 5								
0006	5024	2.14	1.99	5069	2.53	2.12	5005	2.77
5274	5492	2.11	2.19	5100	2.56	1.42	5212	3.10
5521	5247	2.21	2.07	4721	2.12	1.35	4671	2.62
7701	4705	1.83	1.77	4921	2.20	2.66	4851	2.34
7834	5315	2.51	2.01	4948	2.92	0.79	5259	3.34
8080	5219	2.39	1.86	5153	3.36	1.18	5056	3.19
8099	4645	1.91	1.67	5200	3.62	1.82	5040	2.87

Capitolo 6

Risultati e conclusioni

In questo lavoro sono stati analizzati spettri a media risoluzione di stelle di RC di due ammassi aperti galattici, acquisiti con il MSS al BTA-6 dell'Osservatorio Astrofisico Speciale a Nizhny Arkhyz, Russia. In particolare sono stati analizzati undici spettri di NGC 6940 e sette spettri di To 5. Gli spettri sono stati forniti già ridotti.

Per ogni stella è stata calcolata la velocità radiale con il task `fxcor` di IRAF, che implementa il metodo di correlazione incrociata di Tonry & Davis (1979) (vedi Cap.3). Questo ha permesso di identificare le stelle membri ed escludere eventuali stelle di campo. Tuttavia, le notti osservative sono state caratterizzate da pessime condizioni meteorologiche, che hanno comportato difficoltà nella determinazione di risultati affidabili. Tutte le stelle analizzate sono membri confermati. Inoltre, non ci sono evidenze che le stelle che ho analizzato in questo lavoro siano stelle particolari, ad esclusione della #130 di NGC 6940 che è una binaria spettroscopica confermata da precedenti lavori. Quindi è improbabile che i valori ottenuti siano dovuti a variazioni cicliche delle stelle. Forti variazioni di temperatura hanno compromesso la stabilità dello strumento e questo si riflette in valori di velocità misurati in forte disaccordo con i lavori pubblicati in letteratura, almeno per quanto riguarda NGC 6940. Le misure ottenute per le stelle di To 5, al contrario, sono le prime misure di velocità radiali mai effettuate su questo ammasso, quindi non è stato possibile confrontarle con altri lavori. Nonostante queste problematiche, ho calcolato ugualmente le velocità medie di ammasso e la dispersione per poter poi stimare il limite superiore della massa degli oggetti. I valori ottenuti sono riportati in Tab.6.1.

Tabella 6.1: Risultati finali delle velocità radiali ottenuti per i due diversi ammassi. Per la stima della massa sono state considerate solo le stelle con velocità entro 1σ dal valore centrale.

	$\langle V_{rad} \rangle$	σ_V	M_{up}
NGC 6940	$+6.9 \pm 0.4$	1.24	830
To 5	-20.9 ± 0.9	2.52	5930

Calcolate le velocità dei singoli spettri, questi sono stati corretti con il task `dopcor` per riportarli in un sistema di riferimento a velocità nulla. In questo modo i codici usati per l'analisi delle abbondanze chimiche, `M00G` e `SP_Ace`, possono riconoscere le righe negli spettri e calcolarne l'abbondanza.

In generale, per l'analisi delle abbondanze chimiche realizzata con **MOOG**, ho calcolato i parametri atmosferici stellari usando dati fotometrici. La fotometria disponibile per entrambi gli ammassi è talvolta incompleta e imprecisa, quindi i parametri stellari fotometrici sono solo presi come stime di partenza per calcolare il modello di atmosfera iniziale. Questo è stato generato con un codice che interpola linearmente i modelli disponibili di Kurucz (1996), in cui basta definire i valori di temperatura, gravità, metallicità e velocità di microturbolenza stimati nel Cap.4.

I due codici si differenziano nel metodo utilizzato per l'analisi delle abbondanze. **MOOG** sfrutta il metodo delle larghezze equivalenti per derivare le abbondanze di specie atomiche definite in una lista appositamente creata per le stelle di RC. Nel Cap.5 è riportata l'intera procedura seguita. In generale le abbondanze chimiche derivate con questo metodo sono fortemente influenzate dalle misure di EW. In questo lavoro, le EW sono state misurate con il task `splot` di **IRAF** e determinando visivamente il livello del continuo rispetto cui calcolarle. Un posizionamento sbagliato del continuo si traduce in sovrastime delle EW, che a loro volta possono determinare una sovrastima delle abbondanze.

Al contrario, **SP_Ace** è un codice completamente automatico che deriva le abbondanze sfruttando il concetto di CoG. A differenza dell'altro codice, tuttavia, non occorrono misure indipendenti di EW ottenute con altri programmi. Tuttavia **SP_Ace** è stato sviluppato solo nel 2016 ed è in continuo aggiornamento, quindi anche i risultati prodotti da questo codice potrebbero essere non completamente affidabili, visto che non include la microturbolenza.

Le abbondanze chimiche sono state calcolate per ogni stella osservata e i valori finali dei singoli ammassi (Tab.6.2 per le abbondanze delle specie atomiche, Tab.6.3 per i rapporti di abbondanze) sono stati calcolati con una media pesata delle misure ottenute con **MOOG**.

Tabella 6.2: Valori finali delle abbondanze dei singoli ammassi, calcolati come media pesata dei valori delle singole stelle.

	[Fe/H]	[Si/H]	[Ca/H]	[Ti/H]	[Ni/H]
NGC 6940	0.11±0.03	0.42±0.02	0.09±0.04	0.28±0.04	0.23± 0.02
To 5	0.11±0.03	0.29±0.02	-0.01±0.05	0.23±0.04	0.17±0.03

Tabella 6.3: Valori finali dei rapporti di abbondanze dei singoli ammassi, calcolati come media pesata dei valori delle singole stelle.

	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[Ni/Fe]
NGC 6940	0.38±0.03	0.06±0.04	0.27±0.03	0.17±0.03
To 5	0.14±0.03	-0.04±0.04	0.13±0.04	0.12±0.03

I risultati ottenuti con i due diversi codici per le stelle di NGC 6940 sono stati confrontati con il lavoro di Boeche (2016): la discrepanza dei valori è dovuta principalmente alla scarsa

qualità degli spettri analizzati. Infatti, confrontando i risultati ottenuti con i due diversi codici tra loro si osserva una certa correlazione dei valori e per alcune stelle, la #60 di NGC 6940 e la #7701 di To 5 i risultati sono quasi identici. Altri autori hanno misurato la metallicità media di NGC 6940 utilizzando diverse tecniche. In linea temporale, Strobel (1991) usando dati fotometrici ottenne un valore pari a -0.1 ± 0.1 dex, modificato in un lavoro successivo a -0.14 dex. Thogersen, Friel, & Fallon (1993) dagli indici spettrali del Mg e del Fe derivarono una metallicità pari a -0.06 ± 0.13 dex. Usando i loro stessi dati spettroscopici, ma una tecnica differente, Friel et al. (2002) ottenne -0.12 ± 0.10 dex. Stime più recenti sono di Blanco-Cuaresma et al. (2015) e Boeche (2016) che hanno misurato utilizzando spettri ad alta risoluzione un valore molto simile, pari a $+0.04 \pm 0.09$ dex e $+0.04 \pm 0.02$ dex rispettivamente. La metallicità media ottenuta in questo lavoro con MOOG per NGC 6940 è pari a $+0.11 \pm 0.03$ dex, mentre il valore ottenuto con SP_Ace pari a -0.02 ± 0.01 dex. Le stime nel primo caso sono confrontabili con i risultati di Blanco-Cuaresma et al. (2015) e con le misure di Thogersen, Friel, & Fallon (1993), mentre la seconda stima è compatibile con la misura di Friel et al. (2002). Per quanto riguarda To 5 invece non ci sono lavori in letteratura con cui poter confrontare i risultati ottenuti in questo lavoro. Con MOOG la metallicità media è pari a $+0.11 \pm 0.03$ dex, mentre con SP_Ace di -0.18 ± 0.02 dex.

Secondo i modelli di evoluzione chimica della galassia, confermati da evidenze osservative, il gradiente di metallicità radiale è negativo nelle regioni più interne, entro $R_{GC} \lesssim 11 - 12$ kpc, come confermato dalle metallicità misurate per gli ammassi giovani presenti in queste zone. Al contrario, in regioni più esterne, a $R_{GC} > 12$ kpc, invece, il gradiente di metallicità si appiattisce e questo è confermato dalle metallicità ottenute per gli ammassi aperti vecchi che sono più distanti.

I valori delle distanze galattocentriche dei due ammassi sono rispettivamente $R_{GC} = 8.26$ kpc per NGC 6940, secondo le stime di Friel et al. (2002), mentre per To 5 vale $R_{GC} = 9.90$ kpc, secondo Lata et al. (2004). I valori di metallicità ottenuti con SP_Ace sono inferiori in entrambi i casi rispetto ai risultati ottenuti con MOOG. In generale però non si osservano andamenti particolari e le misure ottenute in questo lavoro sembrano essere in accordo con le metallicità degli altri ammassi in quelle posizioni. Visti i risultati di SP_Ace mi aspetterei che anche la metallicità ottenuta con MOOG di To 5 sia minore rispetto a quella dell'altro ammasso, vista anche la posizione in cui si trova l'ammasso. Probabilmente questo è legato ad una sovrastima delle EW dovuta alla scarsa qualità degli spettri.

In conclusione, in questo lavoro sono presentate misure di abbondanze chimiche e di velocità radiali di due ammassi poco studiati da questo punto di vista. Ho analizzato undici spettri di stelle di RC di NGC 6940 e sette spettri di To 5, tutte confermate membri. Ho misurato le velocità radiali per tutti gli spettri sia perché questi devono essere corretti per poter completare l'analisi delle abbondanze, sia per verificare che effettivamente siano stelle di ammasso e non stelle di campo. Le misure di velocità radiale tuttavia sono particolarmente influenzate da instabilità sofferte dallo strumento durante le notti osservative. Nonostante questo, le misure effettuate in questo lavoro per To 5 sono le prime misure mai realizzate. Per quanto riguarda le misure di NGC 6940, sono state fortemente influenzate da variazioni di temperatura che hanno influito sulla calibrazione in lunghezza d'onda e quindi sulla determinazione delle velocità. La velocità media ottenuta comunque, dopo essere stata corretta per tutti questi fattori, è in accordo a misure precedentemente realizzate.

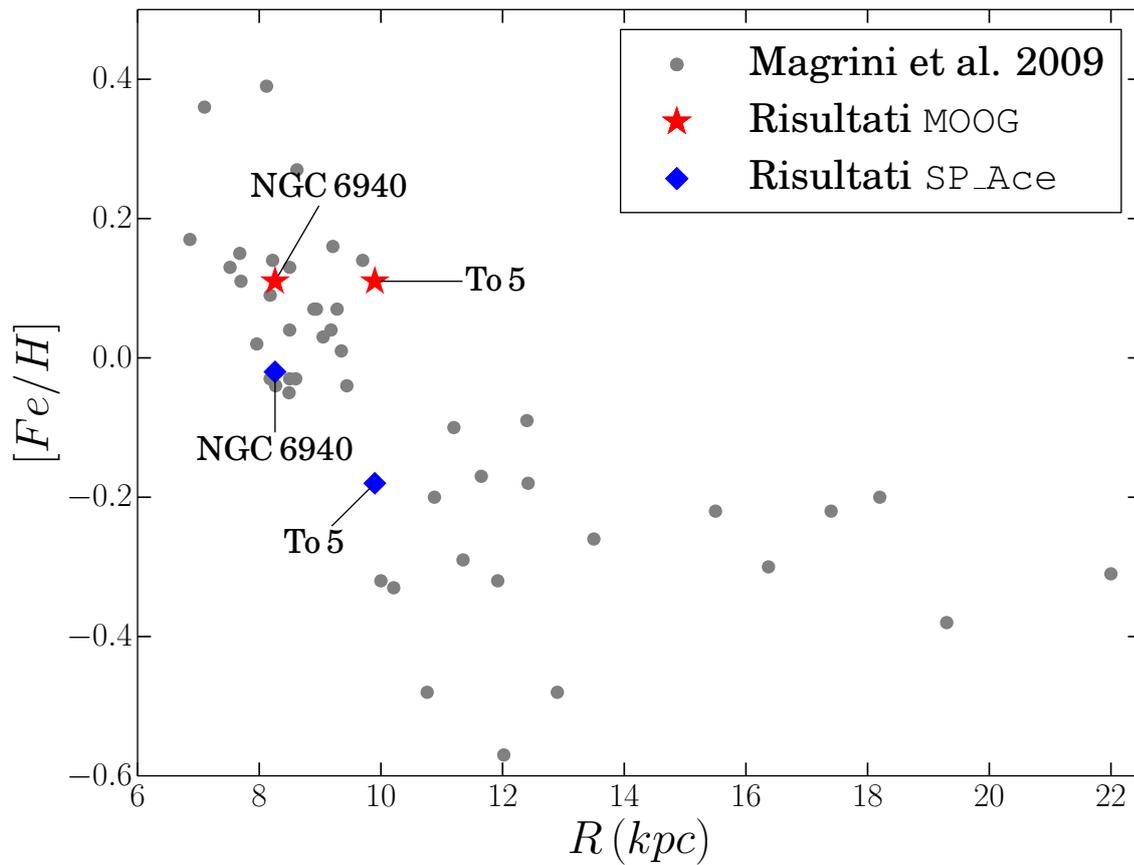


Figura 6.1: Il grafico mostra il gradiente di metallicità galattico osservativo. Le distanze galattocentriche, in ascissa, e le metallicità, in ordinata, di ogni ammasso, punti grigi, sono stati presi da Magrini et al. (2009). I simboli rossi rappresentano i due ammassi studiati in questo lavoro e per cui si sono considerati i valori di metallicità ottenuti con MOOG, mentre i simboli blu rappresentano i valori ottenuti con SP_Ace.

Sicuramente questi valori sono da ricalcolare utilizzando spettri migliori. Per quanto riguarda le misure di metallicità, queste sono state realizzate con due codici differenti. Anche in questo caso la scarsa qualità degli spettri ha influenzato le misure effettuate, sia nel calcolo delle EW per MOOG sia in SP_Ace che al contrario analizza direttamente lo spettro osservato e corretto per velocità radiali. Sono stati analizzati tutti gli spettri disponibili. I risultati ottenuti con i due diversi codici variano tra loro. Con MOOG sono stati ottenuti valori di metallicità leggermente superiori alla metallicità solare (in entrambi i casi $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.11 \pm 0.03$ dex), mentre con SP_Ace per NGC 6940 la metallicità è simile alla metallicità solare (-0.02 ± 0.01 dex), mentre per To 5 è stato ottenuto un valore inferiore (-0.18 ± 0.02 dex), come ci si aspetterebbe vista la posizione dell'ammasso. Infine i risultati ottenuti sono stati aggiunti ai dati di Magrini et al. (2009) per verificare che non ci fossero differenze particolari rispetto al gradiente di metallicità radiale ottenuto con le abbondanze misurate in altri ammassi aperti. Si è trovato che le misure effettivamente sono in accordo con gli altri dati osservativi, ma come nel caso delle velocità radiali, anche in questo caso le misure devono essere ricalcolate con spettri migliori.

Bibliografía

- Alonso A., Arribas S., Martínez-Roger C., 1999, *A&AS*, 140, 261
- Alpaslan M., 2009, arXiv, arXiv:0912.4755
- Barrado y Navascués D., Dupree A. K., 1997, *MmSAI*, 68, 965
- Blanco-Cuaresma S., et al., 2015, *A&A*, 577, A47
- Böcek Topcu G., Afşar M., Sneden C., 2016, *MNRAS*, 463, 580
- Boeche C., et al., 2011, *AJ*, 142, 193
- Boeche C., 2016, *AN*, 337, 909
- Boeche C., Grebel E. K., 2016, *A&A*, 587, A2
- Carraro G., Villanova S., Monaco L., Beccari G., Ahumada J. A., Boffin H. M. J., 2014, *A&A*, 562, A39
- Carraro G., Semenko E. A., Villanova S., 2016, *AJ*, 152, 224
- Casamiquela L., et al., 2016, *MNRAS*, 458, 3150
- Castelli F., 2005, *MSAIS*, 8, 25
- Chiappini C., Matteucci F., Romano D., 2001, *ApJ*, 554, 1044
- Chountonov G. A., 2004, *mast.conf*, 286
- Conrad C., et al., 2014, *A&A*, 562, A54
- Cutri R. M., et al., 2003, *yCat*, 2246,
- De Silva G. M., et al., 2015, *MNRAS*, 449, 2604
- Edmonds F. N., Jr., 1969, *JQSRT*, 9, 1427
- Friel E. D., Janes K. A., Tavaréz M., Scott J., Katsanis R., Lotz J., Hong L., Miller N., 2002, *AJ*, 124, 2693
- Frinchaboy P. M., et al., 2013, *ApJ*, 777, L1
- Geisler D., 1988, *PASP*, 100, 338
- Geyer E. H., Nelles B., 1985, *A&AS*, 62, 301

Gilliland R. L., et al., 2010, PASP, 122, 131

Gilmore G., Reid N., 1983, MNRAS, 202, 1025

Gilmore G., et al., 2012, Msngr, 147, 25

Girardi L., 2016, ARA&A, 54, 95

Gratton R. G., Carretta E., Castelli F., 1996, yCat, 331,

Gustafsson B., Edvardsson B., Eriksson K., Jørgensen U. G., Nordlund Å., Plez B., 2008, A&A, 486, 951

Hartwick F. D. A., McClure R. D., 1972, PASP, 84, 288

Jennens P. A., Helfer H. L., 1975, MNRAS, 172, 681

Johnson H. L., Hoag A. A., Iriarte B., Mitchell R. I., Hallam K. L., 1961, LowOB, 5, 133

Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Schilbach E., Röser S., Scholz R.-D., 2013, A&A, 558, A53

Kurucz R. L., 1996, ASPC, 108, 2

Larsson-Leander G., 1964, ApJ, 140, 144

Lata S., Mohan V., Pandey A. K., Sagar R., 2004, BASI, 32, 59

Lata S., 2005, BASI, 33, 51

Maciejewski G., Niedzielski A., 2007, A&A, 467, 1065

Majaess D. J., Turner D. G., Lane D. J., 2008, MNRAS, 390, 1539

Magrini L., Sestito P., Randich S., Galli D., 2009, A&A, 494, 95

Magrini L., et al., 2017, A&A, 603, A2

Marigo P., et al., 2017, ApJ, 835, 77

Mermilliod J.-C., Mayor M., 1989, A&A, 219, 125

Mermilliod J. C., Mayor M., Udry S., 2008, A&A, 485, 303

Munari U., Sordo R., Castelli F., Zwitter T., 2005, A&A, 442, 1127

Perryman M. A. C., et al., 2001, A&A, 369, 339

Portinari L., Chiosi C., 1999, A&A, 350, 827

Reddish V. C., 1954, MNRAS, 114, 583

Reddy A. B. S., Lambert D. L., Giridhar S., 2016, MNRAS, 463, 4366

Sanders W. L., 1972, A&A, 16, 58

Stetson P. B., Pancino E., 2010, *ascl.soft*, ascl:1011.002

Strobel A., 1991, *AN*, 312, 177

Sousa S. G., Andreasen D. T., 2018, *ASSP*, 49, 275

Svolopoulos S. N., 1961, *ApJ*, 134, 612

Tagliaferri G., Belloni T., 1997, *MmSAI*, 68, 1001

Thogersen E. N., Friel E. D., Fallon B. V., 1993, *PASP*, 105, 1253

Tofflemire B. M., Gosnell N. M., Mathieu R. D., Platais I., 2014, *AJ*, 148, 61

Tombaugh C. W., 1941, *PASP*, 53, 219

Tonry J., Davis M., 1979, *AJ*, 84, 1511

Twarog B. A., Ashman K. M., Anthony-Twarog B. J., 1997, *AJ*, 114, 2556

van den Berg M., Verbunt F., 2001, *A&A*, 375, 387

Vasilevskis S., Rach R. A., 1957, *AJ*, 62, 175

Walker M. F., 1958, *ApJ*, 128, 562

Wallerstein G., 1962, *PASP*, 74, 436

Zdanavičius J., Vrba F. J., Zdanavičius K., Straižys V., Boyle R. P., 2011, *BaltA*, 20, 1