

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

Dipartimento di Fisica e Astronomia “Galileo Galilei”

Corso di Laurea Triennale in Astronomia

Tesi di Laurea

Funzioni di massa e popolazioni multiple in ammassi globulari

Relatore

Prof. Antonino Milone

Correlatore

Dott. Edoardo Lagioia

Laureando

Fabrizio Muratore

Anno Accademico 2019/2020

Sommario

Fino a circa quindici anni fa si pensava che gli ammassi globulari fossero prototipi di popolazioni stellari semplici formate da stelle coeve e con lo stesso contenuto di elio e di metalli. Le recenti scoperte di sequenze multiple nei diagrammi colore magnitudine degli ammassi hanno radicalmente cambiato la nostra visione dei globulari. Ad oggi non esiste una teoria di formazione completa ed esaustiva che possa spiegare tutte le proprietà che si osservano negli ammassi globulari. Secondo alcuni scenari le popolazioni multiple sono il risultato di episodi distinti di formazione stellare, in cui le stelle di seconda generazione si sono formate a partire da materiale inquinato da gas espulso da stelle più massicce di prima popolazione. La conseguenza di questi scenari è che gli ammassi primordiali erano molto più massicci di quelli odierni ed hanno perso gran parte delle stelle di prima generazione nel campo galattico. Tali proto-ammassi avrebbero contribuito in modo sostanziale alla formazione dell'alone galattico e alla reionizzazione dell'universo. Scenari alternativi predicono invece che tutte le stelle degli ammassi siano coeve e che la composizione chimica straordinaria delle stelle di seconda popolazione derivi da fenomeni di accrescimento di materia nella fase di presequenza.

In questa tesi discuto i principali scenari delle popolazioni multiple e presento i diagrammi fotometrici utilizzati per identificarle nelle diverse fasi evolutive. In particolare, mostro come le funzioni di massa delle diverse popolazioni (finora poco usate nello studio delle popolazioni multiple) possano diventare strumenti efficaci per discriminare tra i principali scenari di formazione. Nel caso di un accrescimento alla Bondi ci si aspetta che la frazione di stelle di seconda popolazione, con composizione chimica estrema, diminuisca in stelle di piccola massa. Per verificare questa ipotesi, nella tesi combino fotometria di alta precisione dell'ammasso globulare 47 Tucanae ed isocrone al fine di derivare la funzione di massa delle stelle di sequenza principale. Inoltre utilizzo i rapporti di popolazione ricavati da Milone et al. (2020, in preparazione) per stimare le funzioni di massa delle due popolazioni principali di 47 Tucanae. La mia analisi mostra che le due popolazioni hanno funzioni di massa simili e che la frazione di stelle di seconda generazione aumenta leggermente verso le basse masse. Questa scoperta mette in crisi quegli scenari in cui le popolazioni multiple sono associate a fenomeni di accrescimento alla Bondi.

Indice

Sommario	i
1 Il fenomeno delle multipopolazioni	1
1.1 Metodi per rivelarle	1
1.2 Proprietà delle popolazioni multiple	3
1.3 Rapporti di popolazione	7
1.4 47 Tucanae nella letteratura	7
2 Scenari di formazione	12
2.1 Considerazioni sugli scenari	14
2.1.1 Il "mass budget problem"	15
2.2 Le funzioni di massa come discriminante	15
3 Analisi fotometrica di 47 Tucanae	17
3.1 Il diagramma colore-magnitudine	17
3.2 Il confronto con le isocrone	18
3.3 Funzione di massa	21
4 Conclusioni	24

Capitolo 1

Il fenomeno delle multipopolazioni

Tra gli oggetti più antichi dell'universo vi sono gli ammassi globulari (AG), strutture sferoidali di stelle che si sono formate a partire da alcune centinaia di milioni di anni dopo il Big Bang. Tali oggetti sono laboratori straordinari dove testare le teorie di formazione e di evoluzione stellare. Inoltre, il fatto che si siano formati ad alto redshift, permette di usare gli AG per ricavare preziose informazioni su fenomeni avvenuti nell'universo primordiale, come il meccanismo di assemblaggio delle galassie e la reionizzazione dell'Universo. Nel secolo scorso, si pensava che gli AG fossero oggetti costituiti da un'unica popolazione di stelle, quindi, da stelle coeve e con la stessa composizione chimica. Questa tesi è stata supportata da grafici come quelli riportati in figura 1.1 che mostra il diagramma colore-magnitudine (CMD) dell'ammasso NGC 6397. Questo diagramma, che è consistente con un isocrona, ha supportato la tesi che NGC 6397 fosse una popolazione stellare semplice. Il fatto che studi analoghi condotti su molti ammassi globulari fornissero simili risultati, ha portato a credere che in tutti gli ammassi vi fosse solo un'unica popolazione stellare. Nell'ultimo decennio la ricerca ha mostrato che la realtà è più complicata di quello che si pensava. Fotometria di alta precisione, ottenuta in prevalenza con il telescopio spaziale Hubble, ha rivelato che i diagrammi CM degli AG non sono consistenti con un isocrona ma sono formati da sequenze multiple che possono essere identificate tra stelle in tutte le fasi evolutive. Le varie sequenze corrispondono a popolazioni stellari con diverso contenuto di elio (He) e di altri elementi leggeri come carbonio (C), azoto (N), ossigeno (O) e sodio (Na). Un esempio è mostrato in Figura 1.2, dove viene illustrato il CMD dell'ammasso NGC 2808, in cui sono ben visibili sequenze multiple di stelle nane e giganti. Storicamente è stato difficile individuare la presenza di queste popolazioni multiple (MPs) nei AG, poiché queste sono visibili solo in particolari bande fotometriche, che mettono in risalto le differenze chimiche nella composizione delle stelle. Il fenomeno delle popolazioni multiple, inizialmente scoperto in ammassi della nostra galassia, è stato osservato anche in AG di galassie vicine, come le nubi di Magellano, Fornax e Andromeda. Questo capitolo è dedicato alle proprietà delle popolazioni multiple e le principali tecniche per identificarle. Particolare risalto verrà dato a 47 Tucanae che è l'ammasso studiato in questa tesi.

1.1 Metodi per rivelarle

Con le premesse sopracitate lo studio della formazione ed evoluzione degli AG diventa importante in ambito astronomico. Il primo passo per una maggiore comprensione è la rivelazione delle MPs che ci permette di definire le diverse popolazioni dell'ammasso studiato e successivamente analizzarne le proprietà. Tale ricerca è possibile grazie alle tecniche innovative introdotte e sviluppate da Jay Anderson e dai suoi collaboratori (Anderson & King 2000; Anderson 2008) ed ai nuovi diagrammi fotometrici, capaci di massimizzare la separazione chimica tra le varie popolazione negli ammassi. Vi sono vari grafici e diagrammi che vengono usati per questo scopo:

- Un primo approccio per visualizzare le MPs è costruire dei CMD con un'ampia base di colore, ovvero molto sensibile alle temperature delle stelle (ad esempio i colori $m_{F435W} - m_{F814W}$ o $m_{F475W} - m_{F814W}$ nei filtri di HST). Questo risulta essere un metodo efficiente per evidenziare

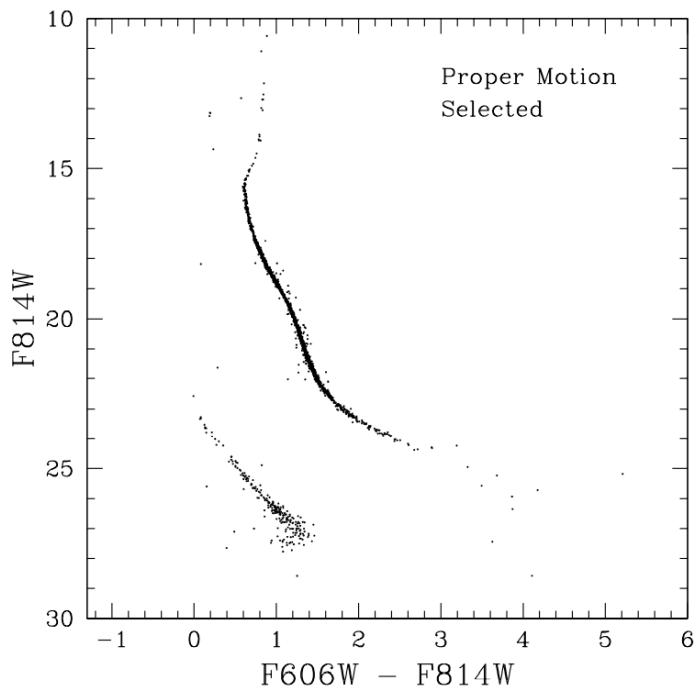


Figura 1.1: In figura è mostrato il diagramma colore magnitudine di NGC 6397, tratto da Richer (2008). In questo diagramma è possibile osservare che NGC 6397 è confrontabile con un'isocrona, quindi con una popolazione semplice di stelle, ovvero coeve e chimicamente uguali.

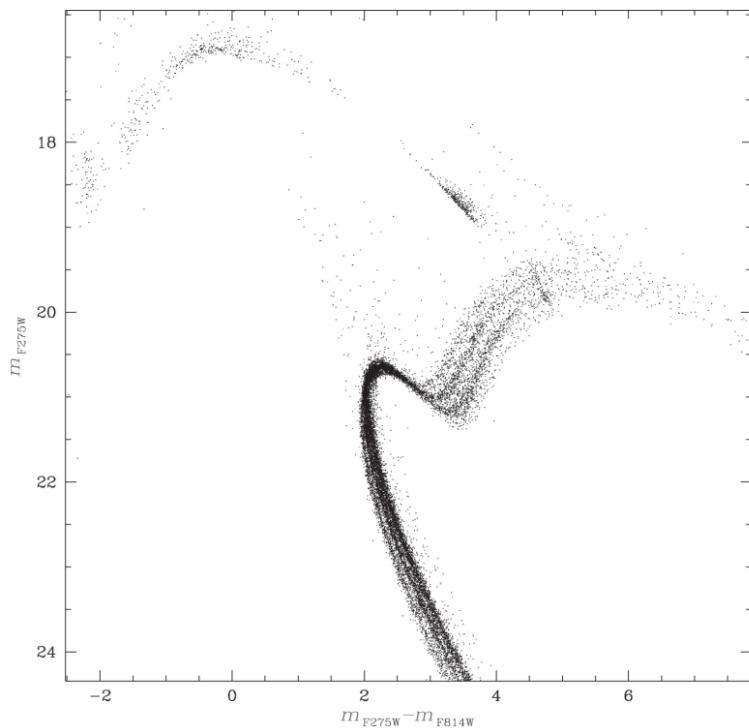


Figura 1.2: In figura è mostrato il diagramma colore magnitudine di NGC 2808, tratto da Milone et al. 2015. In questo diagramma sono ben visibili diverse popolazioni stellari all'interno dell'ammasso.

popolazioni stellari con diversa abbondanza di elio. Infatti stelle con la stessa luminosità ma differente contenuto di elio hanno diverse temperature effettive, e di conseguenza, diversi colori.

- Viene usata anche la fotometria UV per studiare sequenze distinte di stelle del ramo delle giganti rosse (RGB) e distinguere in generazioni. In generale si distinguono due principali gruppi di stelle dette di prima e seconda generazione (1G e 2G). Si costruisce un diagramma colore magnitudine con filtri B contro U-B. La banda U include le bande molecolari del cianuro (CN) e del imidogeno (NH). Poiché le stelle di seconda generazione sono arricchite di N, mostrano una magnitudine in banda U più debole e un colore (U-B) più rosso rispetto a quello della prima generazione. Inoltre, è possibile utilizzare i colori ($m_{F336W} - m_{F438W}$, $m_{F343N} - m_{F438W}$), ottenuti con le bande di HST F336W, F438W, F343N, o lo pseudo colore definito come $C = (m_{F336W} - m_{F438W}) + (m_{F343N} - m_{F438W})$. In alternativa è possibile utilizzare il diagramma a due colori.
- una combinazione ottimale di filtri per identificare le MPs sono dei filtri di HST detti "Il magnifico trio": F275W, F336W, F438W, In alternativa, se le osservazioni nelle bande precedenti non sono disponibili, si utilizza la combinazione dei filtri seguenti: F225W, F343N, F410M. Combinazioni di questi tre filtri rendono possibile la separazione delle popolazioni con diverse abbondanze chimiche. F275W (o F225W) e F336W (o F343N) includono rispettivamente le bande molecolari del OH e del NH, mentre F438W (o F410M) quelle del CN e del CH. Le stelle di prima generazione sono ricche di O e C ma povere di N. Queste appaiono luminose in F336W ma deboli in F275W e F438W rispetto le 2G. Si costruisce, dunque, un diagramma a due colori: ($m_{F336W} - m_{F438W}$, $m_{F275W} - m_{F336W}$). Un limite di questo diagramma è che le stelle a differenti stadi evolutivi devono essere analizzate separatamente. Per ovviare a questo problema è stato introdotto la pseudo-colore: $C_{F275W;F336W;F438W} = (m_{F275W} - m_{F336W}) - (m_{F336W} - m_{F438W})$, che viene solitamente mostrato in funzione della magnitudine F438W per evidenziare le popolazioni multiple a in diverse fasi evolutive.
- La mappa cromosomica (MCr): è un diagramma a due pseudo-colori di stelle in diverse fasi evolutive (MS, RGB, SGB, AGB) che deriva dalla fotometria in diversi filtri sensibili a specifiche composizioni chimiche degli AG. Questo diagramma differisce dal semplice diagramma a due colori perché le sequenze che mappa vengono verticalizzate in entrambe le dimensioni (come mostrato in figura 1.3) Questa operazione permette di ricavare le quantità $\Delta_{CF275W;F343N;F438W}$ e $\Delta_{F275W;F814W}$ che sono quelle che vengono plottate in ascissa e in ordinata nella MCr. In questo modo la posizione di una stella sulla MCr dipende soltanto dalla sua composizione chimica. Lo pseudo-colore è sensibile all'azoto mentre la differenza in ascissa al contenuto di elio.
- Può essere adoperata anche la fotometria nel vicino infrarosso per caratterizzare le MPs di M-dwarfs (stelle M di piccola massa) per cui vengono usati i filtri F160W, sensibile alle molecole contenenti ossigeno come l'acqua, e F110W.

Alcuni di questi diagrammi verranno usati in questa tesi per identificare le stelle di prima e seconda generazione lungo il ramo delle giganti e la sequenza principale di 47 Tucanae e derivare le rispettive funzioni massa.

1.2 Proprietà delle popolazioni multiple

Dalla rilevazione delle MPs è stato possibile studiarne le caratteristiche principale che qui riportiamo in modo schematico:

1. **Divisione generazionale:** nei diagrammi, specialmente nelle MCr, degli AG è possibile osservare che le stelle si dividono in due gruppi: il primo gruppo è detto di "prima generazione" (1G) e ha una composizione chimica analoga a quella della nube da cui si è originato l'ammasso. Il secondo gruppo detto "seconda generazione" (2G) ha una composizione chimica povera di C e di O ed arricchita in Na, N e He (Milone et al. (2013); Renzini et al. (2015); Piotto et al. (2015); Denissenkov & Hartwick (2013)). Vi sono ammassi che presentano anche sub-popolazioni

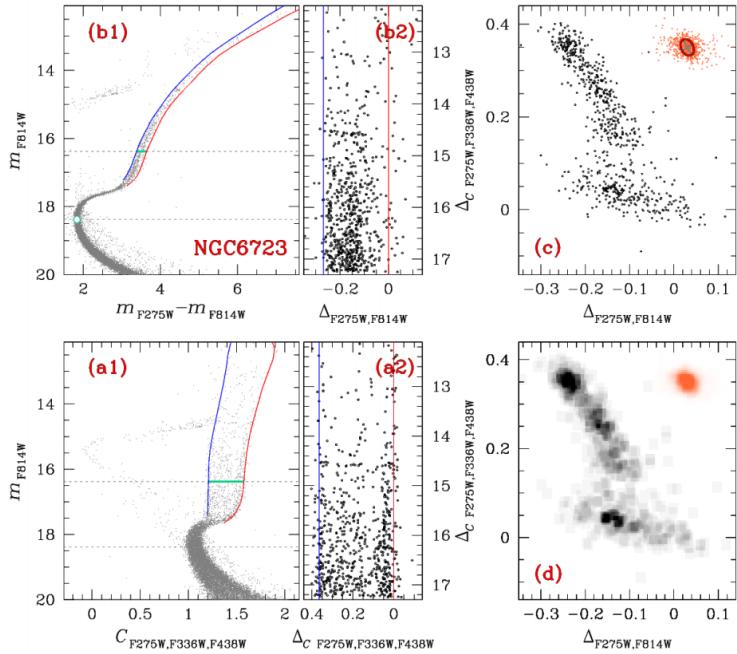


Figura 1.3: Ricavare la MCr di NGC6723: si parte dai CMD (pannelli a1 e b1), si verticalizzano i due grafici si ottengono le quantità $\Delta_{CF275W;F336N;F438W}$ e $\Delta_{F275W;F814W}$ (a2 e b2) e infine si plottano le due quantità trovate e si ottiene la MCr(c); tratto da Milone (2017)

all'interno della 1G e della 2G, altri ammassi invece presentano una distribuzione continua di stelle.

2. **Fenomeno diffuso:** questa divisione generazionale è stata osservata e identificata in tutti gli ammassi vicini, dunque è possibile affermare che sia un fenomeno caratteristico degli AG appartenenti alla nostra Galassia. Successive osservazioni sono state fatte su ammassi esterni alla Via Lattea e questo fenomeno è stato osservato anche in questi oggetti, in particolare nei AG delle Nubi di Magellano, di M31 e della galassia della Fornace (Larsen et al. 2012; Dalessandro et al. 2016; Niederhofer et al. 2017; Hollyhead et al. 2017, 2018; Martocchia et al. 2018; Lagioia et al. 2019; Nardiello et al. 2019). Si sono osservati anche ammassi che non presentano MPs, in particolare si è visto che ammassi con masse iniziali inferiori a $\sim 1.5 \cdot 10^5 M_\odot$ presentano una popolazione semplice, mentre AG che hanno masse iniziali superiori a questa soglia presentano MPs (Bragaglia et al. 2012).
3. **Specificità:** stelle della seconda generazione sono presenti in tutti i AG, ma è raro trovarle in altre zone della Galassia. Per questa ragione si pensa che questa tipologia particolare di stelle si possa formare solo nell'ambiente degli AG e che, quelle trovate all'interno dell'alone galattico siano stelle un tempo appartenenti ad AG, ma perse in seguito ad interazioni mareali.
4. **Varietà:** alcune proprietà degli AG variano tra i vari oggetti, tra queste anche la percentuale di stelle 2G, che va da circa il 35% in M71 a circa il 90% in ω Centauri.
5. **Due classi di AG:** la maggior parte degli AG presenta una singola sequenza di stelle 1G e 2G nelle MCr, ma circa il 17% presenta anche sequenze multiple. Per questa differenza si usa chiamare AG tipo I i primi e tipo II i secondi. In figura 1.5 sono mostrate le MCr di alcuni ammassi di tipo II.
6. **Tracce dei cicli CNO e NeNa:** le stelle 2G sono ricche di He, N e Na a povere di C e O rispetto alle 1G, che invece mostrano una composizione chimica simile a quella delle stelle di alone con stessa metallicità. In particolare, le stelle 2G presentano i prodotti del ciclo CNO e della cattura protonica dei processi NeNa che avvengono ad alte temperature.

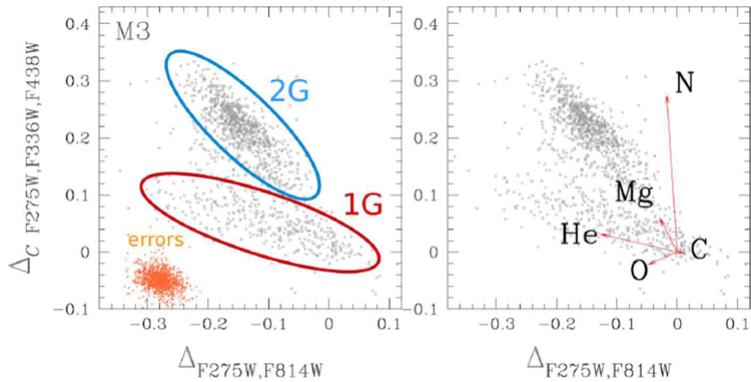


Figura 1.4: Fig. a sinistra vi è la MCr di M3 dove sono stati selezionate con delle ellissi le due generazioni di stelle, dentro quella blu le 2G e dentro la rossa le 1G, mentre in arancione sono segnati gli errori. A destra nello stesso diagramma vi sono segnate sopra delle frecce che rappresentano le direzioni verso le quali aumenta una determinata specie chimica in abbondanza. Tratto da Milone (2017b)

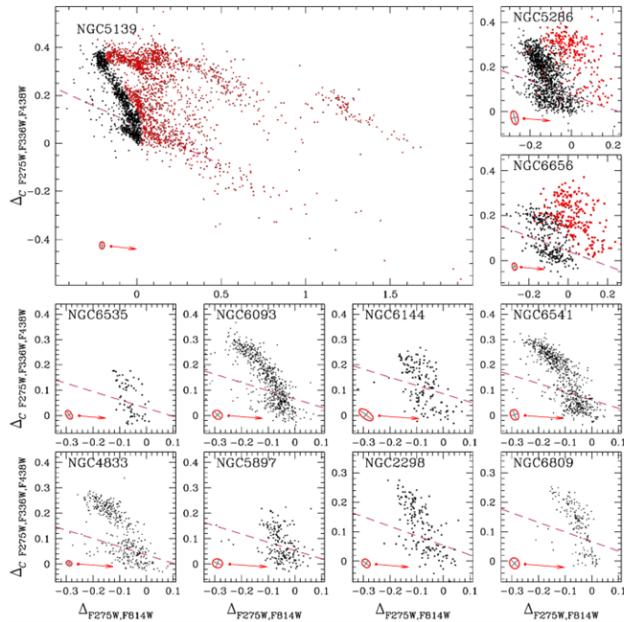


Figura 1.5: In figura vi sono le MCr di vari AG, in particolare, il primo è riferito a ω Centauri, un ammasso molto massiccio che presenta più di 16 popolazioni diverse. Tratto da Milone et al. (2017)

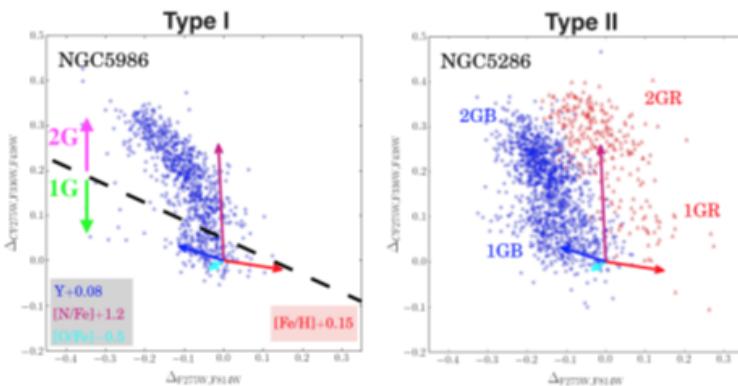


Figura 1.6: In figura a confronto due mappe cromosomiche di un ammasso di tipo I (sinistra) e tipo II (destra), di NGC 5986 (sinistra) e di NGC 5286 (destra); tratto da Marino (2019)

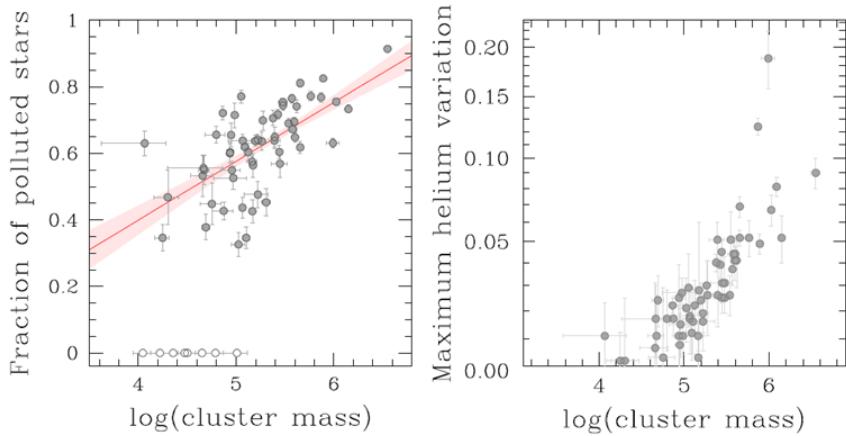


Figura 1.7: Questa figura dimostra che la complessità del fenomeno delle MPs aumenta considerevolmente con la massa dell’ammasso. Sinistra: frazione delle stelle 2G in funzione del logaritmo della massa al tempo attuale. Destra: massima variazione di elio in funzione del logaritmo della massa al tempo attuale. Tratto da Milone et al. (2019).

7. **Variazione in elio:** La massima variazione di abbondanza di elio cambia da ammasso ad ammasso e varia tra 0.01 e 0.18.
8. **Prodotti di supernovae:** AG del primo tipo presentano una metallicità circa costante tra le stelle, con piccole variazioni dell’ordine del 0.1 dex in [Fe/H]. Gli AG del secondo tipo invece presentano variazione maggiori in [Fe/H]. Questa ulteriore quantità di ferro corrisponderebbe al 2% circa della quantità totale di ferro eiettato dall’esplosione delle supernove di Tipo I, e successivamente re-inglobato in stelle di 2G.
9. **Concentrazione centrale delle stelle 2G:** in alcuni ammassi si è osservata la distribuzione delle stelle e si è visto che le stelle di seconda generazione risultano maggiormente concentrate nella parte centrale dell’ammasso, rispetto a quelle di 1G.
10. **Moti anisotropi:** studi recenti basati su misure ad alta precisione dei moti propri fatti da GAIA hanno rivelato che le stelle 2G degli ammassi più massicci (come 47 Tucanae) presentano una maggiore anisotropia nella distribuzione di velocità radiale sul piano del cielo rispetto alle 1G. In ammassi meno massicci 1G e 2G presentano invece una distribuzione isotropa. Questo fenomeno suggerisce che qualunque caratteristica cinetica iniziale delle stelle 1G e 2G sia stata cancellata da processi dinamici.
11. **Dipendenze dalla massa dell’ammasso:** la frazione di stelle di seconda generazione e le variazioni di He e N sono fortemente correlate alla massa al tempo attuale e iniziale dell’ammasso (Milone et al. 2015, 2017, 2018, 2019). In figura 1.7 sono mostrati due grafici che mostrano queste dipendenze.
12. **Dipendenza dalle orbite:** sebbene la frazione delle stelle 1G non mostri una correlazione con i parametri orbitali dell’ammasso a cui appartengono, si è visto che per ammassi con raggio perigalattico maggiore di 3.5 Kpc vi è una maggiore frazione di questa generazione rispetto agli ammassi con raggio perigalattico inferiore a 3.5 Kpc. Questo fenomeno si spiega immaginando che gli ammassi più vicini abbiano perso più stelle per interazione con la Via Lattea.
13. **Dipendenza sulla massa stellare:** studi condotti su NGC6752 e M4 dimostrano che le MPs in stelle con masse differenti condividono proprietà simili (figura 1.8). In particolare, il numero relativo di stelle nelle diverse popolazioni è costante nell’intervallo di massa $\sim 0.15 - 0.80 M_{\odot}$ e l’intervallo di [Fe/H] necessario per riprodurre l’allargamento in colore delle nane di tipo M è simile a quello dedotto dalla spettroscopia delle stelle RGB (Yong et al. 2013 e Marino et al. 2008).

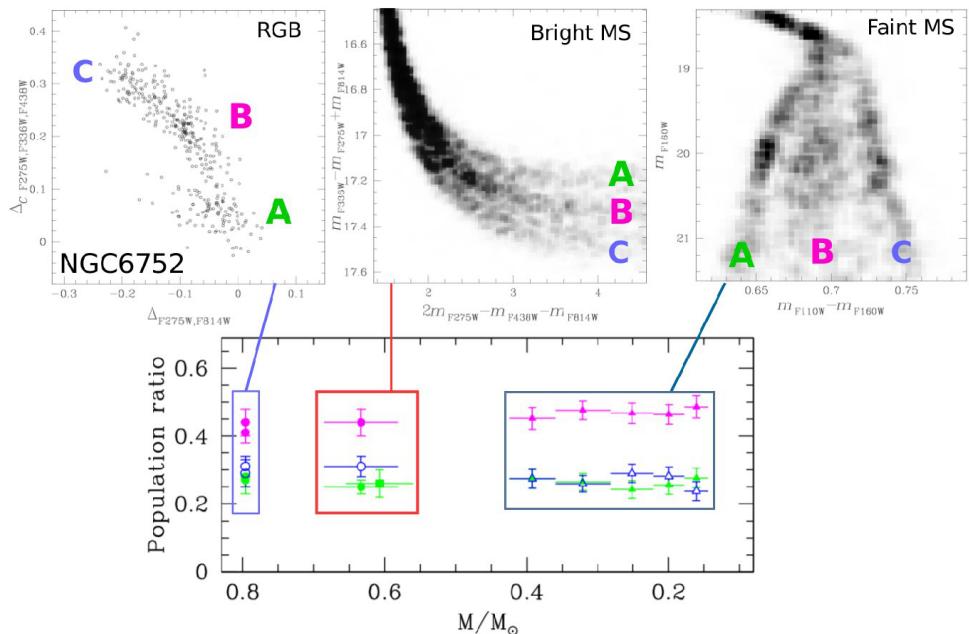


Figura 1.8: Diagrammi fotometrici del RGB (in alto a sinistra), della MS luminosa (in alto al centro) e della MS debole (in alto a destra) di NGC6752. Sono ben distinguibili e visibili tre popolazioni denotate con le lettere A,B e C. Nei pannelli di sotto è mostrata la frazione delle stelle delle tre popolazioni contro la massastellare. Tratto da Milone et al. (2019).

1.3 Rapporti di popolazione

Un'osservabile importante, che si può ricavare dalla mappa cromosomica di un AG, è la frazione di stelle di prima generazione sul totale (N_{1G}/N_{tot}). La procedura per ottenerla è illustrata in Milone et al. (2017) nel caso delle stelle del ramo delle giganti. Per ricavare questo rapporto, il primo passo è identificare le due generazioni nella MCr, ciò è possibile riproducendo la sequenza di stelle 1G con una retta passante per l'origine con una certa inclinazione θ rispetto alla linea orizzontale. Successivamente è necessario ruotare il grafico di questo angolo θ in senso antiorario così da identificare un nuovo sistema di coordinate (Δ_1 e Δ_2). Adesso bisogna fare un fit con una gaussiana per ricavare la distribuzione dei valori di (Δ_2). Per ricavare il dato ricercato si deve operare il rapporto tra area sottesa dalla gaussiana e l'area di tutto l'istogramma. Tale procedimento è riportato in figura 1.9. Una volta determinata la frazione di stelle 1G si cerca una correlazione con i parametri osservabili di un AG per vedere se è possibile trarre una proprietà empirica generale. Le principali correlazioni ed anti-correlazioni osservate sono con luminosità assoluta e la massa totale.

1.4 47 Tucanae nella letteratura

47 Tucanae, noto anche come NGC 104, è un ammasso globulare visibile nella costellazione australe del Tucano. È il secondo ammasso più luminoso del cielo, secondo solo ad ω Centauri; tuttavia, a causa della sua posizione, fu scoperto solo nel 1751 da Nicholas Louis de Lacaille. Quest'ammasso è stato scelto per l'analisi descritta in questa tesi per la sua luminosità in cielo e la sua vicinanza; inoltre vi erano a disposizione circa 500 immagini del telescopio spaziale Hubble (HST) nel vicino infrarosso, nel visibile e nell'ultravioletto. Da queste è stato possibile ricavare dati fotometrici molto precisi e su un ampio range di lunghezze d'onda. In figura 1.10 è possibile vedere una immagine realizzata in tricromia con immagini prese da HST, mentre in figura 1.11 sono mostrati dei diagrammi fotometrici a due colori e con lo pseudo-colore di 47 Tucanae in cui è ben visibile la separazione tra le popolazioni di stelle.

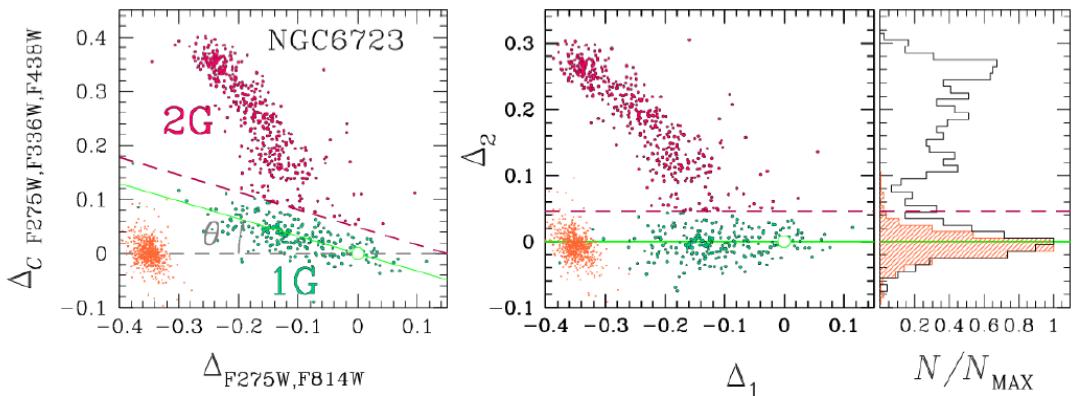


Figura 1.9: In figura è descritta la procedura per determinare i rapporti di popolazione di NGC 6723. Mappa cromosomica di NGC 6723 (sinistra), diagramma Δ_2 vs Δ_1 (centro), e distribuzione dei valori di Δ_2 (destra); tratto da Milone et al. 2017

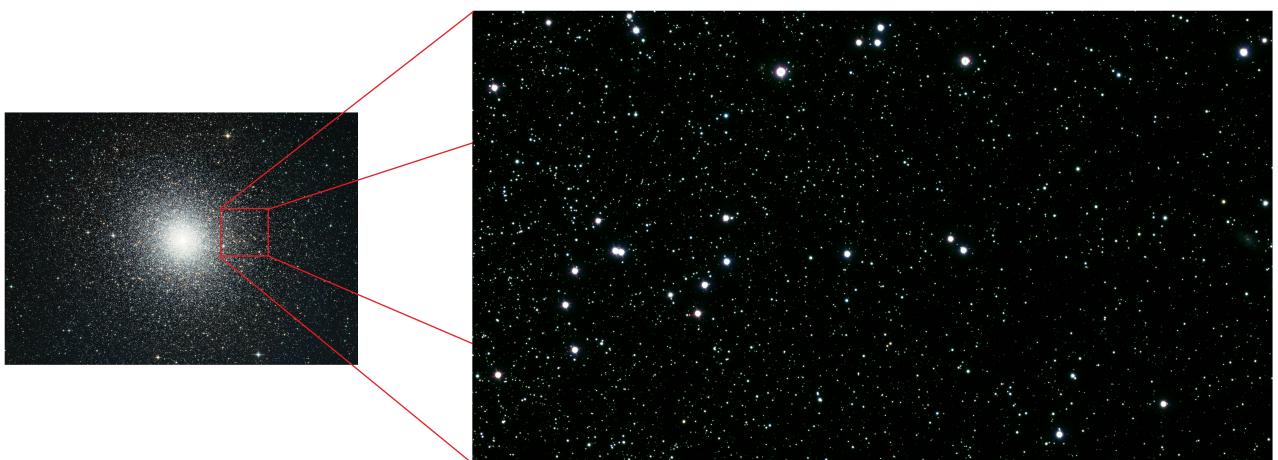


Figura 1.10: In figura a sinistra è mostrato l’ammasso globulare 47 Tucanae, il riquadro in rosso segna la zona in cui HST ha acquisito i dati fotometrici usati in questa tesi. Sulla destra lo zoom di tale zona, questo ingrandimento è un’immagine in tricromia che è stata elaborata per questa tesi a partire dalle immagini HST. I canali RGB corrispondono rispettivamente alle immagini in F160W, F814W ed F606W.

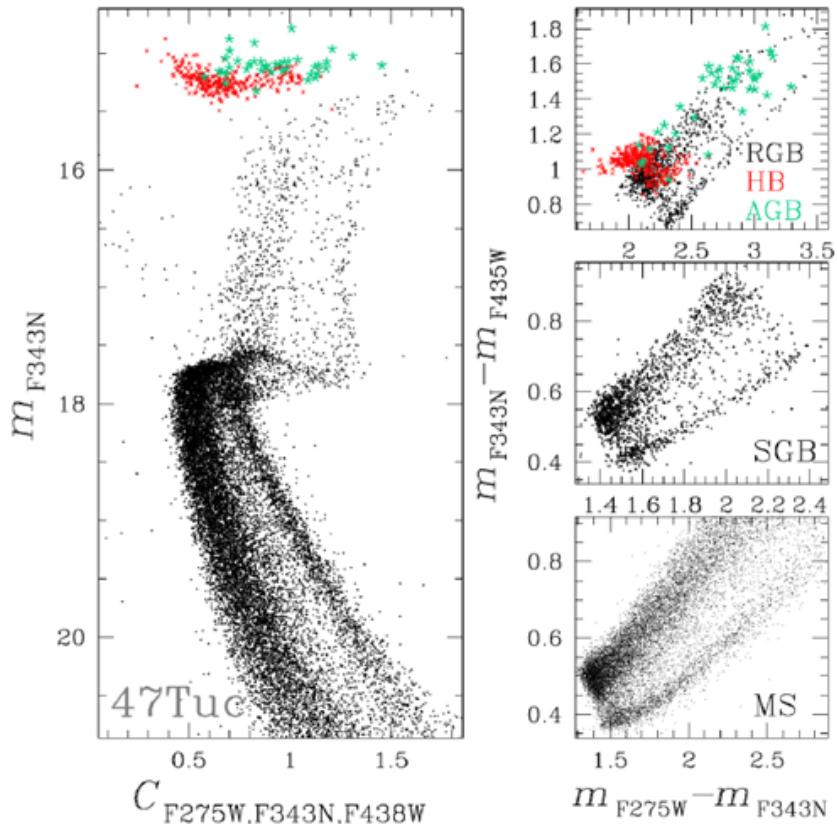


Figura 1.11: In figura si possono osservare le popolazioni multiple nell’ammasso 47 Tucanae grazie all’impiego di diagrammi fotometrici, tratti da Milone et al. (2012, 2013)

Prima dell’analisi è stato necessario ricercare in letteratura i parametri utili dell’ammasso, che sono stati riportati in tabella 1.1 dove è anche mostrata la referenza.

Parametri	Stime	Referenze
AR	00h 24m 05.71s	Goldsbury et al. (2010)
DEC	-72°04' 52.7"	Goldsbury et al. (2010)
$(m - M)_V$ [mag]	13.35 ± 0.08	Dotter et al. (2010)
V [mag]	4.09	Dalessandro et al. (2012)
Età [Gyr]	12 ± 1	McDonald et al. (2011)
E(B-V)[mag]	0.04	Dalessandro et al. (2012)
[Fe/H]	-0.76	Dalessandro et al. (2012)
[α /Fe]	+0.4	Dotter et al. (2010)

Tabella 1.1: In tabella sono riportati le stime per vari parametri ritrovate in letterature. Nell’ultima colonna è presente la referenza.

Tramite la fotometria di 47 Tucanae è stata ricavata una mappa cromosomica, riportata in figura 1.12. In tale diagramma sono ben distinguibili le due popolazioni nella zona della sequenza principale (grafico a sinistra) e del ramo delle giganti rosse (grafico a destra). Da questa mappa si sono ricavati i rapporti di popolazione utilizzati nell’analisi di questa tesi.

I rapporti determinati sono riportati nelle tabelle 1.2 e 1.3 e sono stati calcolati in precisi intervalli di magnitudine. Nella tabella 1.2 gli intervalli in massa sono derivati da stelle con arricchimento in elio pari a 0.2553, mentre in tabella 1.3 con arricchimento pari a 0.2663, rispettivamente per la prima e seconda generazione, poiché queste differiscono in abbondanza di elio. Tali intervalli sono gli stessi utilizzati nel capitolo terzo per l’analisi dei conteggi.

Come si può notare, non sono disponibili misure dei rapporti di popolazione a masse intermedie.

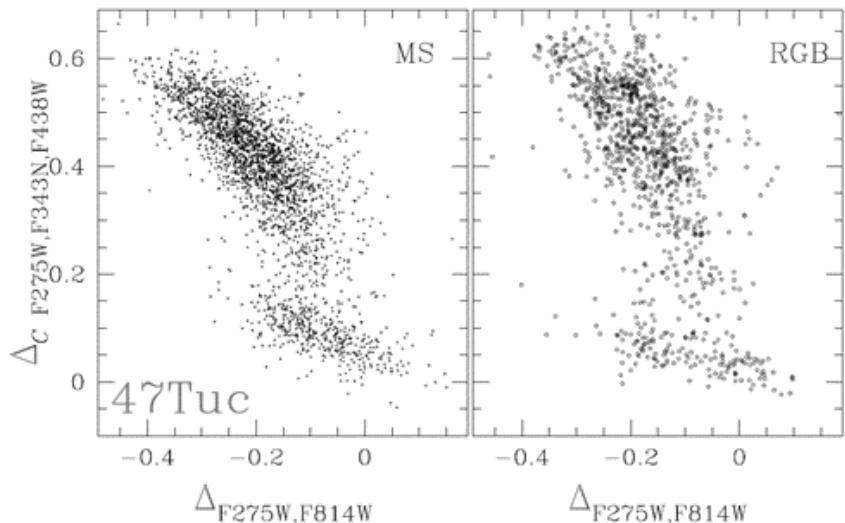


Figura 1.12: In figura è mostrata la mappa cromosomica delle stelle di sequenza principale (sinistra) e delle stelle del ramo delle giganti rosse di 47 Tucanae (destra) tratto da Milone et al. (2015)

Infatti, le stelle di 1G e 2G vengono identificate nella parte alta delle sequenze tramite diagrammi costruiti con opportune combinazioni di filtri ottici ed ultravioletti ma non è possibile ottenere fotometria ultravioletta di alta precisione in stelle comprese nell'intervallo di massa $0.7 - 0.5M_{\odot}$. Le multipopolazioni possono essere identificate tra stelle nane M al di sotto del ginocchio della sequenza principale e per masse inferiori a circa 0.5 masse solari. In questo caso viene utilizzata fotometria infrarossa che è sensibile alle bande molecolari presenti negli spettri di queste stelle fredde. La stessa fotometria infrarossa non è però in grado di distinguere le diverse popolazioni stellari tra stelle più massicce di circa 0.5 masse solari.

N_{1G}/N_{tot}	Errori	Intervalli in m_{F814W}	Intervalli in massa
-	-	23.454 - 24.303	0.115 - 0.165
0.378	0.032	22.844 - 23.454	0.165 - 0.215
0.334	0.025	22.372 - 22.844	0.215 - 0.266
0.323	0.048	21.987 - 22.372	0.266 - 0.316
0.315	0.051	21.617 - 21.987	0.316 - 0.367
0.294	0.035	21.220 - 21.617	0.367 - 0.417
0.320	0.023	20.781 - 21.220	0.417 - 0.468
0.350	0.022	20.307 - 20.781	0.468 - 0.518
-	-	19.809 - 20.307	0.518 - 0.569
-	-	19.286 - 19.809	0.569 - 0.619
-	-	18.772 - 19.286	0.619 - 0.670
0.262	0.021	18.277 - 18.772	0.670 - 0.720
0.268	0.013	17.749 - 18.277	0.720 - 0.770
0.300	0.014	17.134 - 17.749	0.770 - 0.812
0.271	0.024	15.300 - 17.134	0.812 - 0.871

Tabella 1.2: In tabella sono riportati i rapporti di popolazione calcolati utilizzando gli intervalli di massa derivati da stelle con arricchimento in elio pari a 0.2553. Questo valore corrisponde all'arricchimento delle stelle di prima generazione. Inoltre, sono presenti anche gli intervalli in magnitudini nel filtro di HST F814W.

N_{1G}/N_{tot}	Errori	Intervalli in m_{F814W}	Intervalli in massa
-	-	23.370 - 24.176	0.121 - 0.171
0.363	0.034	22.785 - 23.370	0.171 - 0.221
0.329	0.029	22.330 - 22.785	0.221 - 0.271
0.320	0.039	21.953 - 22.330	0.271 - 0.321
0.303	0.049	21.585 - 21.953	0.321 - 0.371
0.305	0.038	21.188 - 21.585	0.371 - 0.421
0.325	0.021	20.749 - 21.188	0.421 - 0.471
0.348	0.024	20.278 - 20.749	0.471 - 0.521
-	-	19.783 - 20.278	0.521 - 0.571
-	-	19.263 - 19.783	0.571 - 0.621
-	-	18.755 - 19.263	0.621 - 0.671
0.264	0.022	18.264 - 18.755	0.671 - 0.721
0.271	0.014	17.739 - 18.264	0.721 - 0.771
0.298	0.014	17.128 - 17.739	0.771 - 0.821
0.274	0.024	15.300 - 17.128	0.821 - 0.871

Tabella 1.3: Rapporti calcolati utilizzando gli intervalli di massa derivati da stelle con arricchimento in elio pari a 0.2663. Questo valore corrisponde all'arricchimento delle stelle di seconda generazione. Inoltre, sono presenti anche gli intervalli in magnitudini nel filtro di HST F814W.

Capitolo 2

Scenari di formazione

Gli studi spettroscopici e fotometrici negli anni passati hanno evidenziato che le stelle di seconda generazione nei AG sono arricchite di elementi come elio, azoto, sodio e povere di carbonio e ossigeno, questa particolare composizione si spiega tramite reazioni di cattura elettronica che avvengono ad alte temperature. Per questo tra i possibili candidati per i progenitori di prima generazione ci sono tutte le stelle in cui avvengono queste reazioni ed i cui prodotti successivamente vengono espulsi tramite eventi di perdita di massa. I candidati dunque sono: stelle supermassive ($\text{SMS}, M \sim 10^4 M_\odot$), binarie massive interagenti (MIB), stelle massive che ruotano velocemente (FRMS, $M \sim 25 - 120 M_\odot$) e stelle giganti del ramo asintotico (AGB, super-AGB, $M \sim 3 - 10 M_\odot$). Ognuna di queste classi di stelle definisce uno scenario di formazione diverso, che analizzerò di seguito.

Stelle Super Massive

Denissenkov and Hartwick (2014) e Denissenkov (2015) hanno presupposto che in un AG giovane le stelle più grandi si spostino per frizione dinamica verso il centro dell'ammasso. Qui si generano stelle molto massive e la loro formazione dovrebbe avvenire tramite collisioni a cascata. Un'altra ipotesi considerata è che ci sia stato un collasso monolitico della nube di gas a metallicità bassa da cui si è formato il AG; se il gas al centro non riesce a raffreddarsi man mano che collassa allora non si potrà frammentare, avendo mancato questa fase si potranno formare queste stelle supermassive. Le SMS, di circa 10^4 masse solari, sono oggetti completamente convettivi con luminosità uguale oppure oltre il limite di Eddington, soggette a eventi di perdita di massa violenti. La convezione che avviene dentro le SMS rende omogenei chimicamente i vari strati di gas di cui sono composte; per cui i prodotti del ciclo CNO e della cattura protonica vengono trasportati nell'inviluppostellare e da qui vengono rilasciati nel mezzo interstellare, da cui successivamente si forma la seconda generazione. Questo scenario soddisfa la specificità, la varietà potrebbe essere soddisfatta da SMS di diversa massa e dai diversi tempi di formazione delle stelle 2G. La divisione in popolazioni si spiega considerando dei burst di formazione stellari (momenti relativamente brevi in cui vi è un altissimo tasso di formazione) avvenuti a diverse epoche con diversi arricchimenti del ISM a causa delle SMS. La mancanza di prodotti provenienti da supernovae è più difficile da spiegare, infatti le stelle SMS e le 2G dovrebbero essersi formate entrambe prima che una frazione piccola delle stelle massive esplodesse.

Il modello di Denissenkov prevede che le stelle 2G si siano formate a partire dalle 1G che dovrebbero dominare in massa nell'ammasso. Le osservazioni, tuttavia, mostrano il contrario. Quindi vi è una mancanza nel budget di massa che si osserva per le stelle 1G. Questo scenario, dunque ha come conseguenza questo difetto, che in letteratura viene chiamato "mass budget problem".

Denissenkov e Hartwick hanno ricavato che le SMS devono avere massa dell'ordine delle $10^4 M_\odot$, per garantire che le temperature centrali siano ottimali per produrre le specie chimiche che contaminano il mezzo nelle giuste misure. In Denissenkov et al. (2015) si sceglie come massa indicativa $7 \cdot 10^4 M_\odot$, si assume inoltre che a circa $Y=0.4$, limite superiore dell'abbondanza in elio nelle 2G, le SMS smettano di arricchire l'ISM, quindi non è possibile osservare stelle 2G con arricchimento maggiore. La causa

di questo fenomeno di interruzione di arricchimento non è chiara, specialmente ancora non sono state trovate tracce dell'esistenza di queste stelle super massive in un ammasso.

Gieles et al. (2018) hanno proposto uno scenario con SMS diverso: la formazione delle SMS avviene contemporaneamente alla nascita del AG. Le SMS si formano tramite collisioni stellari causate da una contrazione del proto-AG a seguito di un'accrescimento di gas. A differenza del precedente, in questo modello non è necessaria una densità minima di soglia per l'innesto delle collisioni. Come nello scenario sopra le SMS sperimentano importanti eventi di perdita di massa a causa dei forti venti stellari ma, contemporaneamente alla perdita di massa, tali stelle sono continuamente "ringiovanite" da gas non contaminato, ancora presente nell'ammasso, che cade verso il centro si mescola con il materiale espulso dai venti. Il modello di Gieles spiega bene le diverse abbondanze chimiche osservate e, inoltre, risolve il difetto in massa delle stelle di Denissenkov, poiché la massa espulsa dai venti della SMS risulta superiore alla massa della SMS stessa grazie a questo processo di "ringiovanimento".

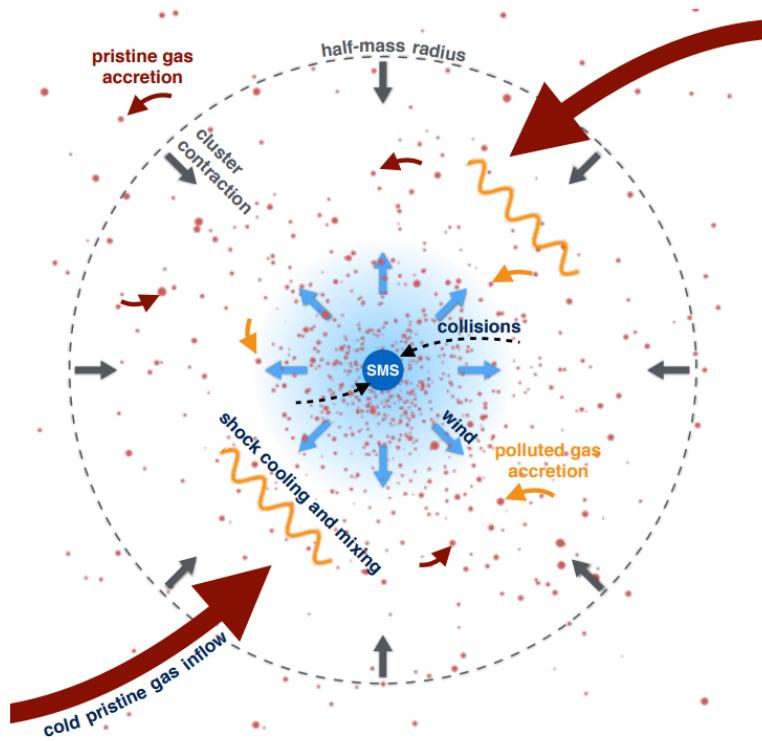


Figura 2.1: In figura è mostrato lo schema del modello delle SMS di Gieles et al. (2018). In questa immagine è visibile al centro la stella super massiva; le frecce blu indicano i venti stellari uscenti dalla stella; le frecce rosse indicano il gas che cade verso la stella, che acquisisce massa.

Stelle massive super rotanti

Krause ha teorizzato questo scenario (Krause et al. 2013), che prevede come progenitori delle MPs delle stelle super rotanti con massa compresa tra $25M_{\odot}$ e $120M_{\odot}$. A causa della loro rotazione veloce si genera uno spostamento dei prodotti della nucleosintesi verso l'esterno della stella. Successivamente mediante il vento stellare questi prodotti vengono espulsi nel mezzo interstellare. Attorno alle stelle 1G, si formano dunque dei dischi di accrescimento che vengono continuamente arricchiti da nuovo materiale: dall'interno mediante i venti della stella e dall'esterno a causa del gas con composizione primordiale presente nella fase di formazione. Le stelle di seconda generazione si formerebbero proprio in questi dischi. Tra le criticità più evidenti di questo modello vi è la mancanza della specificità, in quanto tale processo potrebbe avvenire anche al di fuori dei AG. Anche la distribuzione discreta in MPs è un ostacolo per questo scenario: infatti gli stessi autori ammettono che una conseguenza di questo modello è che la distribuzione delle abbondanze potrebbe essere continua, in tal caso non si formerebbero popolazioni diverse. Un altro problema sono i prodotti di supernovae (SN), infatti è

difficile che in questo scenario non vi sia un arricchimento del mezzo interstellare (ISM) da parte delle SN oppure una totale sopravvivenza delle stelle 1G. Questo modello, come quello di Denissenkov, ha come conseguenza il difetto in massa.

Stelle Massive Interagenti

Questo modello nasce da una proposta di De Mink et al. (2009) e successivamente viene elaborata da Bastian et al. (2013). Questo modello prevede che le MPs si siano originate da un sistema di stelle binarie con masse di circa $10 - 20M_{\odot}$. Per effetti mareali avviene un mescolamento che porterebbe in superficie i prodotti del CNO e della cattura protonica. Successivamente sempre per effetti mareali queste stelle massicce perdono gran parte del loro inviluppo (i modelli numerici prevedono la perdita di circa dieci masse solari). Questo materiale espulso non ha alte velocità, quindi rimane all'interno dell'ammasso e va ad arricchire il mezzo interstellare fornendo la contaminazione necessaria per la nascita di stelle 2G. Il mezzo risulta essere arricchito in He, N, sodio (Na) e alluminio (Al) e impoverito in C e in O come osservato nelle stelle 2G. Nel lavoro di De Mink si ipotizza che le stelle 2G si formino in questo ambiente arricchito, mentre nel lavoro di Bastian si pensa che possa esistere un disco circumstellare contenente stelle di piccola massa che verrebbero a contatto con il materiale espulso inglobandolo. Questo scenario rispetta la specificità, infatti solo negli AG vi è una densità tale da permettere che questo scenario avvenga. Un limite di questo modello è la discretizzazione in composizione chimica, per la cui non vi è un meccanismo definito. Inoltre, è difficile comprendere perché le stelle 1G avrebbero evitato questo arricchimento. Come il modello precedente anche questo non rispetta la mancanza di prodotti da supernovae, che dovrebbero coesistere e contaminare altrettanto il mezzo.

Stelle del ramo asintotico delle giganti

Queste stelle sono state considerate per molto tempo l'origine delle particolari composizioni osservate nei AG. Questo scenario vede come progenitori delle MPs stelle AGB di massa compresa tra 3 e $4M_{\odot}$ fino a $10M_{\odot}$. Stelle di questo tipo sperimentano l'Hot Bottom Burning (HBB), un fenomeno che causa il rimescolamento tra gli strati interni e l'inviluppostellare, portando così in superficie i prodotti del bruciamento del CNO. Anche le stelle AGB producono dei venti stellari, che forniscono al mezzo interstellare il materiale da cui nasceranno stelle di 2G. Tra i modelli proposti, questo è l'unico ad evitare l'inquinamento da prodotti espulsi da supernovae (Renzini et al 2015) dal momento che queste sono esplose in epoche precedenti. Nel modello specifico di D'Ercole et al. (2010) un AG massivo tramite eventi di formazione stellare crea la prima generazione, ma viene successivamente svuotato del gas residuo dall'esplosione di supernovae. Alla fine dell'era delle supernove, le AGB iniziano ad espellere materiale che si accumula all'interno della buca di potenziale del sistema, poiché la loro velocità di espulsione ($\sim 10km/s$) è inferiore alla velocità di fuga dell'ammasso. Successivamente avviene un processo chiamato "cooling flow": il gas al centro dell'ammasso, più denso e più caldo di quello nelle regioni periferiche, si raffredda con un tasso più elevato rispetto al gas nelle regioni esterne. Si crea quindi una differenza di pressione tra il gas al centro dell'ammasso e il gas nelle regioni esterne. A causa della differenza di pressione si genera un flusso dalle regioni esterne verso il centro dell'ammasso. Il gas interstellare si accumula quindi gradualmente nelle regioni centrali dell'ammasso, raggiungendo densità abbastanza alta da poter collassare in una seconda generazione di stelle. A seguito di uno o più burst si formano le stelle 2G nel nucleo dell'ammasso. In questo modello vengono rispettate specificità, varietà.

2.1 Considerazioni sugli scenari

Gli scenari possono essere distinti in due grandi famiglie:

- La prima comprende quelli che considerano più eventi di formazione stellare per cui le stelle 2G si formano dal gas contaminato dalle stelle 1G. Le SMS di Denissenkov, le FRMS e le AGB

fanno parte di questo primo gruppo e hanno come conseguenza il difetto nel budget di massa, in letteratura noto come mass budget problem.

- La seconda comprende gli scenari che prevedono un solo episodio di formazione e successivamente la contaminazione di una parte delle stelle tramite l'accrescimento. Grazie a questo fenomeno il materiale espulso da alcune stelle viene catturato ed inglobato da altre stelle che si differenziano così in 2G. Le SMS di Gieles e le binarie di Bastian fanno parte della seconda famiglia.

2.1.1 Il "mass budget problem"

La prima famiglia, quella che vede la formazione diretta di stelle contaminate ha come conseguenza il difetto di massa, che si osserva dai rapporti di popolazione e da considerazione sulla formazione delle stelle 2G. Secondo questi modelli, infatti, le stelle di seconda generazione si formano a partire dal materiale processato ed espulso da stelle di prima generazione, ciò implica che le stelle 2G debbano essere in frazione minori di quelle 1G. I dati osservativi ci rivelano il contrario: la massa totale delle stelle 2G è maggiore di quelle delle 1G. Per spiegare ciò bisogna assumere che gli AG, prima della formazione della seconda generazione, siano stati almeno dieci volte più massivi rispetto a quelli attuali (Renzini et al 2015).

Se assumiamo queste masse iniziali degli AG, dobbiamo dedurre che nel corso della loro vita questi abbiano perso una frazione importante di stelle. Una soluzione è che queste stelle sarebbero finite nell'alone galattico e avrebbero contribuito alla formazione di quest'ultimo. Il processo di perdita dovrebbe coinvolgere maggiormente le stelle nelle regioni più esterne a causa delle interazioni mareali con la galassia. Come analizzato negli scenari le stelle 2G si formano principalmente nelle zone centrali, dunque a venire strappate saranno maggiormente le 1G.

Vari autori si sono occupati di questo problema, per esempio riporto i risultati di D'Ercole et al. (2008). In figura 2.2 è indicato il numero di stelle delle due generazioni in funzione del tempo in un ammasso che all'inizio riempiva completamente il suo lobo di Roche¹.

Le simulazioni sono fatte prendendo un ammasso di 25000 stelle distribuite con una IMF di Kroupa e sostituendo arbitrariamente, dopo 30 milioni di anni, le stelle di massa tra 4 e 8 M_{\odot} con una popolazione di stelle della seconda generazione di massa compresa tra 0.1 e 0.8 M_{\odot} con una distribuzione spaziale più concentrata al centro. Si può notare che, con queste caratteristiche, il numero finale di stelle della prima generazione è molto piccolo. Si ottengono risultati più in linea con le osservazioni considerando ammassi il cui raggio iniziale sia una frazione del raggio del lobo di Roche.

2.2 Le funzioni di massa come discriminante

La funzione di massa $\Phi(N)$ lega il numero di stelle (N) ad intervalli di massa. In astronomia si usa distinguere la funzione di massa al tempo attuale (MF) da quella al tempo iniziale, quest'ultima detta IMF (initial mass function).²

L'obiettivo della derivazione della MF degli AG è ricavare delle proprietà qualitative che possano risolvere i dubbi sulla formazione e sull'evoluzione di questi oggetti. Se la funzione di massa fosse

¹ Consideriamo un sistema binario, nel nostro caso formato dall'ammasso e da una galassia, il lobo di roche è quella zona dello spazio, riferita ad uno dei due oggetti nel sistema, entro la quale il materiale orbitante rimane legato all'oggetto considerato, oltre la quale il materiale orbitante viene strappato e finisce per orbitare sul compagno

² La IMF influenza la maggior parte delle proprietà osservabili delle popolazioni stellari in generale e delle galassie. Sappiamo, infatti, che la massa stellare determina la traccia evolutiva di una stella, dunque conoscere la distribuzione iniziale in massa ci permette di chiarire alcune proprietà legate al momento della formazione dell'oggetto studiato. Il primo ad introdurre una IMF fu Salpeter nel 1955 che parametrizzò la distribuzione con una legge di potenza:

$$\Phi(\log m) = dN/d \log m \propto m^{-\Gamma}$$

Dove m è la massa della stelle, N è il numero di stelle nell'intervalle di massa $\log m + d(\log m)$, gamma è uguale a circa 1.35. Successivamente Kroupa sviluppò una legge di potenza segmentata dove la pendenza alle piccole masse è meno ripida della Salpeter.

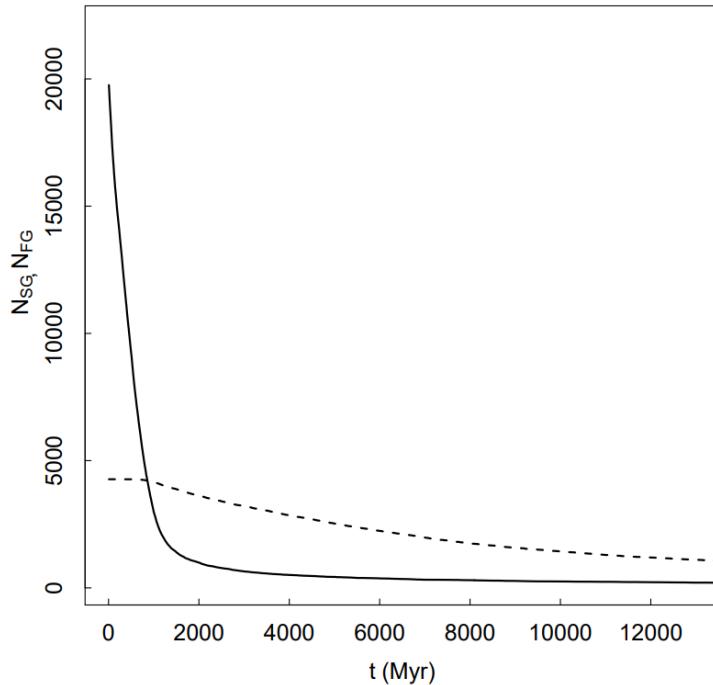


Figura 2.2: Evoluzione nel tempo del numero di stelle di prima generazione (FG, linea continua) e seconda generazione (SG, linea tratteggiata) di sequenza principale con $0.1 < M/M_0 < 0.8$. Tratto da D’Ercole et al. 2008

uguale tra le due generazioni osserveremmo lo stesso rapporto tra le stelle della prima e della seconda generazione, indipendentemente dalla forma della funzione stessa.

D’Ercole et al. (2010) hanno postulato una diversa IMF come una possibile soluzione parziale o alleggerimento del ”mass budget problem”. Questi astronomi hanno assunto per le stelle 2G una funzione a circa $8M_\odot$. Questa assunzione ha due effetti favorevoli:

- Riduce il problema del difetto di massa direttamente
- Supera il problema della contaminazione da parte di stelle 2G che potrebbero generare delle supernovae

Una possibile ragione per avere questa differenza nella IMF proviene dal fatto che molte stelle si formano in un ambiente già popolato da stelle 1G.

Ad oggi non vi sono studi sulle funzioni di massa, tuttavia è difficile immaginare che vi sia un’effettiva IMF troncata, piuttosto sarebbe più realistico ipotizzare una IMF che decresce alle alte masse. Come abbiamo già analizzato vi sono due famiglie di scenari di formazione: la prima che prevede la formazione diretta di stelle contaminate e la seconda che prevede una contaminazione per accrescimento. Questa divisione è importante perché la diversa modalità di formazione dovrebbe aver lasciato tracce sulla MF. Ipotizziamo corretto uno scenario tra quelli che prevedono l’accrescimento, fenomeno che è descritto bene dal modello di Bondi (1952)

$$\dot{M} \propto M^2$$

Tale relazione lega il tasso con cui un oggetto accresce materiale, ovvero la derivata della massa (\dot{M}), alla sua stessa massa al quadrato. Ciò significa che più un oggetto è massiccio più velocemente accresce materiale. Nell’ipotesi di questa modalità la seconda generazione dovrebbe mostrare più stelle massicce. Dunque le stelle 2G che crescono secondo un modello di Bondi dovrebbero mostrare una pendenza della MF più ripida rispetto a quella delle stelle 1G. Diversamente uno scenario della prima famiglia non mostra preferenza per le stelle di grandi masse, che si traduce in una minore pendenza nella MF, ma ha come conseguenza il sopracitato ”mass budget problem” e le sue implicazioni.

Capitolo 3

Analisi fotometrica di 47 Tucanae

3.1 Il diagramma colore-magnitudine

Per investigare il fenomeno delle popolazioni multiple in 47 Tucanae e determinarne le funzioni di massa, ho usato misure fotometriche operate sia con l'*Ultraviolet and Visual Channel* e il *Near Infrared Channel* della *Wide Field Camera 3* (UVIS/WFC3, NIR/WFC3) sia con il *Wide Field Channel* della *Advanced Camera for Survey* (WFC/ACS), entrambe montate su HST. Il campo analizzato è localizzato circa 5 arcmin ad ovest del centro dell'ammasso, in una regione in cui la densità stellare è ottimale per ottenere fotometria di alta precisione di stelle estremamente deboli. Le immagini WFC3/UVIS sono ottenute tramite i filtri F275W, F336W ed F438W e sono stati utilizzati per identificare le stelle delle diverse popolazioni di 47 Tucanae lungo la parte brillante della sequenza principale e lungo il ramo delle giganti. Poiché non è possibile ottenere fotometria di alta precisione in stelle deboli con questi filtri, abbiamo usato immagini nel vicino infrarosso nei filtri F110W ed F160W per identificare le diverse popolazioni lungo la bassa sequenza principale. Inoltre, ai fini di derivare le funzioni di massa delle stelle in tutte le fasi evolutive, è stata utilizzata fotometria di alta precisione ottenuta tramite immagini ACS/WFC. I filtri utilizzati sono F606W e F814W, che non consentono di separare le diverse popolazioni dell'ammasso ma permettono di ottenere un diagramma colore-magnitudine (CMD)¹ estremamente profondo, che include stelle in diverse fasi evolutive (ramo orizzontale, ramo delle giganti, ramo delle sub-giganti, sequenza principale e sequenza delle nane bianche). Questo diagramma è stato usato in questa tesi per ricavare la funzione di massa delle stelle di ammasso, senza distinguere tra le distinte popolazioni. Le masse delle singole stelle sono state derivate dal confronto con le isocrone che forniscono il migliore fit con i dati. La fotometria utilizzata in questa tesi è presa dal lavoro di Milone et al. (2020, in preparazione).

Le funzioni di massa sono state invece ricavate in questa tesi a partire dal CMD di 47 Tuc. Questo diagramma è stato ricavato mettendo in relazione la magnitudine nel filtro F606W e la differenza di magnitudini nei filtri F606W e F814W ed è mostrato in Figura 3.1.

Nel diagramma generato, mostrato in figura 3.1, sono ben distinguibili la sequenza principale, il punto di turn-off e la zona del RGB. Nel prossimo paragrafo useremo questo diagramma per ricavare l'isocrona che riproduce meglio i dati e i valori del modulo di distanza, reddening, età e metallicità corrispondenti. Tale isocrona verrà poi utilizzata per determinare le masse delle stelle di 47 Tucanae.

¹Il diagramma colore-magnitudine (o diagramma HR, se rappresentato nel piano teorico) fu ideato nel 1910 da Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell da cui l'abbreviato HR. Esso mette in relazione la temperatura con la luminosità, oppure la magnitudine con l'indice di colore, che è legato alla temperatura. È ben noto come la locazione nel diagramma HR di un campione sufficientemente esteso delle stesse di un ammasso, in particolare di un ammasso globulare, identifichi una sequenza interpretabile come il luogo dei punti evolutivi, a parità di età, di stelle di diversa massa.

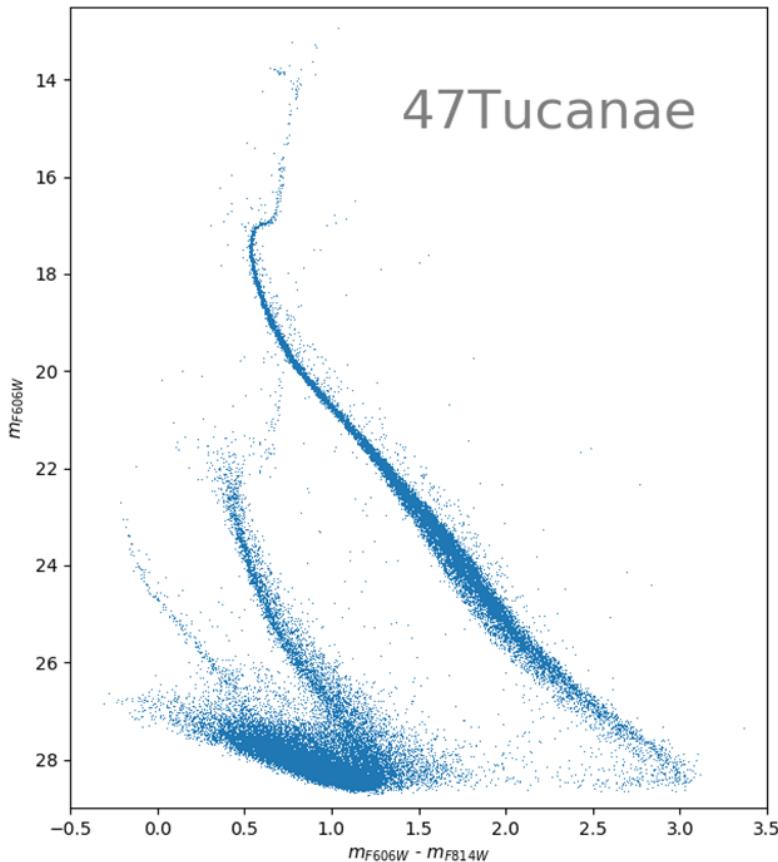


Figura 3.1: Diagramma colore magnitudine di 47 Tucanae ottenuto con la fotometria nei filtri F606W e F814W di HST. Si può notare in basso a destra una serie di stelle di campo che non appartengono all’ammasso in questione.

3.2 Il confronto con le isocronie

In astronomia, col termine isocrona (dal greco ”uguale tempo”) ci si riferisce al luogo dei punti sul CMD formato da una popolazionestellare composta da stelle con stessa età, ovvero le stelle formate tutte nello stesso momento. Siccome le stelle delle diverse popolazioni di 47 Tucanae sono indistinguibili nel CMD ottico, possiamo trattare, in prima approssimazione, 47 Tucanae come una popolazionestellare semplice (l’effetto delle popolazioni multiple sulle masse delle stelle verrà poi considerato in seguito). Per ottenere l’isocrona che meglio riproduce i nostri dati (isocrona di best fit), sfruttiamo il fatto che 47 Tucanae è un ammasso molto studiato e usiamo dei valori di letteratura come stime grezze di reddening e distanza. Questi valori di letteratura sono usati come punto di partenza per nuove stime. In questa analisi sono state usate le isocronie Dartmouth². A differenza di altri modelli, le isocronie scelte permettono di variare sia il contenuto di elio (un’ingrediente fondamentale per la caratterizzazione delle popolazioni stellari multiple) che di elementi α , che sono il risultato di una classe di processi di fusione che coinvolgono l’elio.

Analizziamo qualitativamente come questi parametri influiscono sulla posizione dell’isocrona nel CMD:

- Aumentando il contenuto di elio nel modello, si ottiene una minore luminosità del punto di turn-off.
- Aumentando l’arricchimento α si abbassa la luminosità del punto di turn-off. Inoltre, si provoca anche uno spostamento dell’intera isocrona a temperature più basse.

²http://stellar.dartmouth.edu/models/isolf_new.html

- Un aumento in metallicità provoca lo spostamento dell'isocrona a temperature più basse (quindi verso colori più rossi) e rende il turn-off meno luminoso.
- L'età del cluster influisce in vari modi, le più grandi alterazioni si hanno sulla posizione del turn-off e della base del RGB, che si trovano a luminosità inferiori per età maggiori.
- Il reddening è un parametro importante che influenza molto il modello, ma non tutte le stelle allo stesso modo. Infatti, le stelle più calde presentano deviazioni maggiori rispetto quelle fredde, con il risultato che il modello si allunga orizzontalmente e si inclina verticalmente. Per piccoli valori di reddening, come nel caso di 47 Tucanae, assumeremo che il reddening affetti in maniera uguale tutte le stelle. In particolare, aumentando il reddening l'isocrona si sposta verso magnitudini più deboli e colori più rossi.
- Aumentando la distanza dell'ammasso si avrà uno spostamento dell'isocrona verso luminosità maggiori rispetto ai dati.

Per questa analisi, abbiamo fissato i valori di $[Fe/H]$ ed $[\alpha/Fe]$ ed abbiamo usato considerato, età, reddening e modulo di distanza come parametri liberi che abbiamo ricavato dal confronto con i dati. Se indichiamo con m_{F606W_0} e m_{F814W_0} le magnitudini assolute dell'isocrona, le magnitudini di best fit del modello con le osservazioni sono date dalle relazioni::

$$m_{F606W} = m_{F606W_0} + (m-M)_0 + A_{F606W}$$

$$m_{F814W} = m_{F814W_0} + (m-M)_0 + A_{F814W}$$

dove:

m_{F606W} e m_{F814W} sono le magnitudini apparenti;

$(m-M)_0$ è il modulo di distanza intrinseco;

A_{F606W} e A_{F814W} sono gli assorbimenti nei rispettivi filtri;

L'assorbimento è legato in prima approssimazione al reddening dalle seguenti relazioni (Aaron Dotter, comunicazione privata):

$$A_{F606W} = 2.8782 E(B-V)$$

$$A_{F814W} = 1.8420 E(B-V)$$

Dove $E(B-V)$ è l'eccesso di colore.

Come valori di partenza sono stati utilizzati i valori sopra indicati nella tabella 1.1. Successivamente sono stati variati affinché l'isocrona si sovrapponga nel modo migliore ai dati. I parametri trovati per il migliore fit sono mostrati in tabella 3.1

Parametri	Stime
Y	0.2553
$(m - M)_0$ [mag]	13.22
Età [Gyrs]	13.0
$E(B-V)$ [mag]	0.04
$[Fe/H]$	-0.79
$[\alpha/H]$	+0.4

Tabella 3.1: I valori riportati nella seguente tabella sono le stime del best fit dell'isocrona, che meglio riproduce i dati osservativi. L'abbondanza in elio utilizzata è quella primordiale del big bang, ma è stato tenuto conto di un aumento relativo alla metallicità, per 47 Tucanae.

Il primo risultato di questa tesi consiste quindi in una nuova stima di età, reddening e distanza di 47 Tucanae. Questi valori sono consistenti con quelli di letteratura entro un sigma, assumendo che le incertezze tipiche sono 0.1 mag in modulo di distanza, 0.02 mag in reddening, e 0.5 Gyr in età.

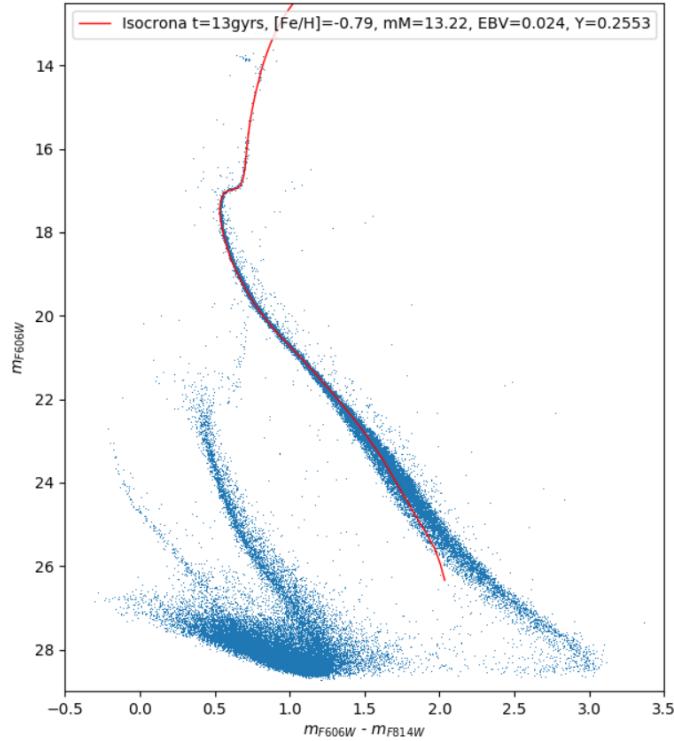


Figura 3.2: In figura è mostrato il diagramma colore magnitudine di 47 Tucanae. La curva rossa rappresenta l'isocrona che meglio riproduce i dati osservati. I valori utilizzati per il fit sono mostrati nella leggenda.

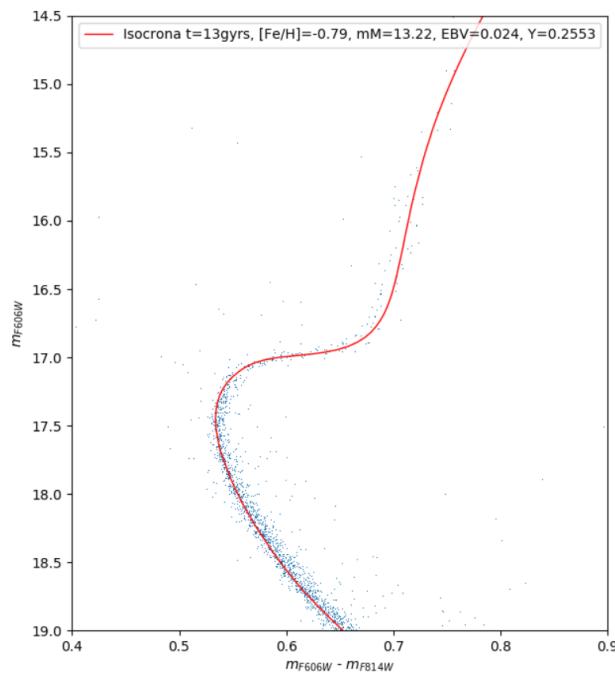


Figura 3.3: In figura è mostrato il diagramma colore magnitudine di 47 Tucanae, ricavato in questa tesi. In particolare in questo pannello è stata messa in evidenza la zona del punto di turnoff dell'ammasso. La curva rossa rappresenta l'isocrona che meglio riproduce i dati osservati. In leggenda sono mostrati i dati del best fit dell'isocrona.

Diagramma colore-magnitudine 47Tucanae

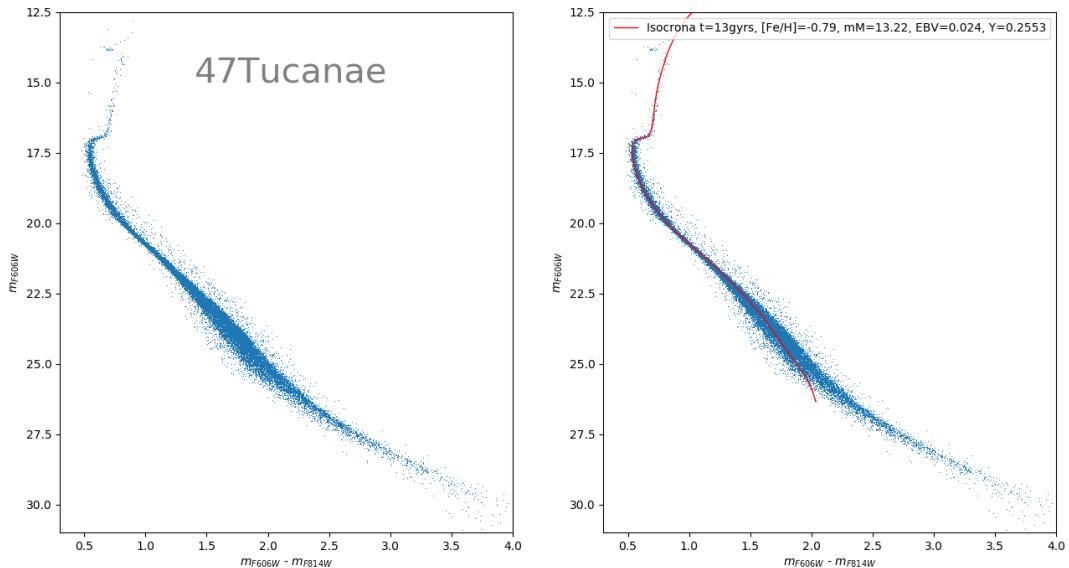


Figura 3.4: Nel panello di sinistra è mostrato il diagramma colore magnitudine con le sole stelle dell’ammasso considerate per l’analisi dati, mentre in quello di sinistra è presente in rosso l’isocrona che meglio riproduce i dati osservati. I valori di best fit sono visibili in leggenda.

3.3 Funzione di massa

L’isocrona ricavata nel paragrafo precedente è stata utilizzata per stimare la massa di ciascuna stella di sequenza principale e quindi ricavare le funzioni di massa. A tale scopo, ho sviluppato un programma, scritto in linguaggio Python, che permette di determinare le masse delle stelle interpolando linearmente tra i valori di massa e di magnitudine F606W dell’isocrona e le magnitudini osservate.

Per ricavare le masse stellari ho usato il CMD di Figura 3.4 dove sono state escluse le stelle di campo e le nane bianche, che non verranno utilizzate nella determinazione della funzione di massa.

Per ricavare le masse delle stelle di 2G si è tenuto conto della differenza in arricchimento in elio tra le diverse popolazioni. Infatti, le stelle di prima generazione presentano un contenuto di elio pari a $Y=0.2553$ in frazione di massa, corrispondente all’abbondanza di elio primordiale più il contributo legato all’arricchimento chimico della galassia (Dotter et al. 2008). Le stelle di seconda generazione di 47 Tucanae, risultano ulteriormente arricchite in frazione di massa di elio di $\Delta Y=0.011$ (Milone et al. 2018, Lagioia et al. 2019).

Una volta stimate le masse delle singole stelle, è stato possibile generare un istogramma per stabilire i conteggi, ovvero il numero di stelle, per un certo intervallo di massa, mostrato in figura 3.5. I conteggi sono stati corretti per il fattore di completezza. Infatti, a causa di limiti osservativi, non tutte le stelle presenti nel campo di vista vengono identificate a misurate. La frazione di stelle non identificate dipende dalla luminosità e dalla densità di stelle (crowding). Il nostro campione conterrà la quasi totalità delle sorgenti brillanti mentre si perderanno le sorgenti più deboli tra il rumore di fondo. Per ovviare a questo problema bisogna che ogni stella venga pesata per il corrispondente coefficiente di completezza (c_i)

$$N_k = \sum_i^n \frac{1}{c_i}$$

dove N_k sono conteggi³ di stelle in un dato intervallo k di massa, i indica la i-esima stella e n sono

³Gli errori assunti per i conteggi generali sono dati dalla statistica di Poisson:

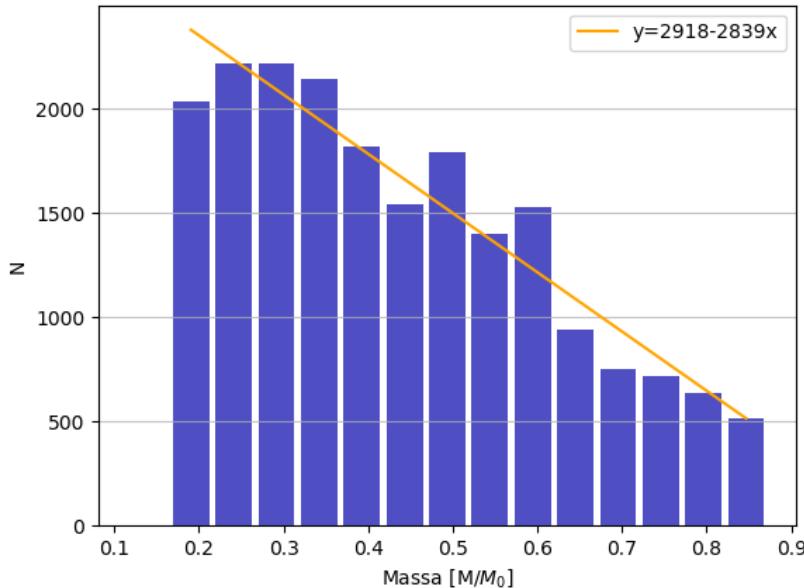


Figura 3.5: In figura è mostrato l’istogramma della funzione di massa che comprende entrambe le generazioni stellari. Il diagramma, corretto per completezza, è suddiviso in 14 intervalli di massa. Inoltre, la retta arancione rappresenta la regressione lineare che interpola l’andamento, i cui parametri sono riportati in leggenda.

il numero totale di stelle nell’intervallo k. c_i dipende dalla distanza radiale e dalla magnitudine della stella ed è stato ricavato da Milone et al. (2020, in preparazione)

Per visualizzare meglio la funzione di massa, comprendente le stelle di entrambe le generazioni, si sono usati i risultati dell’istogramma per generare il grafico in figura 3.6. Il passo successivo è derivare le funzioni di massa separatamente per la prima generazione e la seconda generazione. Per ottenere questi conteggi parziali serve impiegare i rapporti di popolazione negli intervalli di massa ricavati e mostrati nelle tabelle 1.2 e 1.3 del capitolo 1. I conteggi parziali, ovvero l’effettivo numero di stelle di una determinata generazione, per intervallo di massa, sono dati dalle formule:

$$\begin{aligned} N_{1G} &= N \cdot R \\ N_{2G} &= N \cdot (1 - R) \end{aligned}$$

Dove N_{1G} e N_{2G} sono rispettivamente i conteggi parziali per la popolazione 1G e 2G, N è il numero di stelle e R è il rapporto N_{1G}/N_{tot} per un dato intervallo di massa. I rapporti utilizzati sono quelli mostrati nelle tabelle 1.2 e 1.3. Questi risultati in funzione della massa definiscono la funzione di massa dell’ammasso per le due differenti popolazioni.⁴

Il grafico con le funzioni di massa delle stelle di prima e seconda popolazione è mostrato in figura 3.7, in cui sono state calcolate anche le rette che meglio interpolano i dati, tramite una regressione lineare, così da comparare le due diverse pendenze delle funzioni di massa. Riportiamo i risultati delle regressioni lineari in tabella 3.2.

$$\sigma_{N_k} = \sqrt{N_k - 1}$$

⁴Gli errori per i conteggi parziali derivano dalla propagazione degli errori tra errori associati ai conteggi generali e i rapporti di popolazione:

$$\sigma_{N_{1G}} = \left(\frac{\partial(N_{1G})}{\partial N} \right) \sigma_N + \left(\frac{\partial(N_{1G})}{\partial R} \right) \sigma_R$$

dove $\sigma_{N_{1G}}$ sono gli errori per i conteggi parziali per la popolazione 1G (formula analoga per la popolazione 2G).

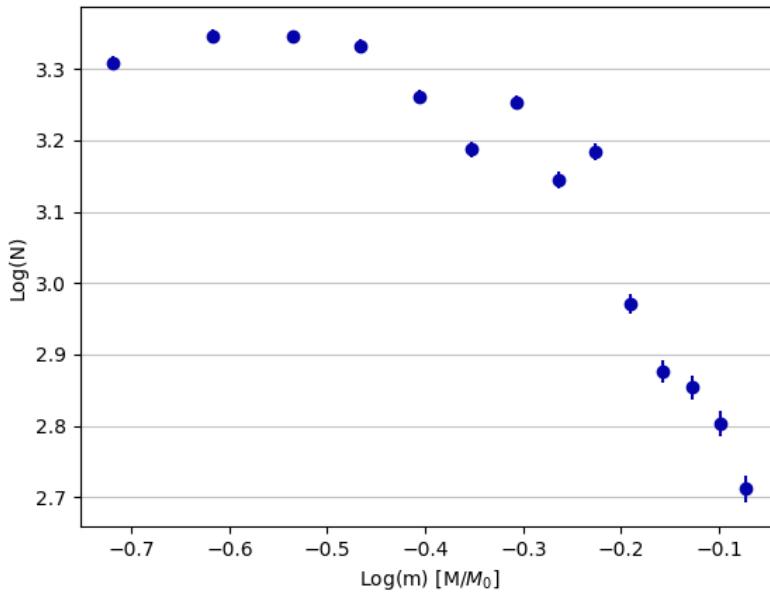


Figura 3.6: In figura è mostrato il diagramma della funzione di massa comprendente entrambe le generazioni. In ordinata vi è il logaritmo del numero di stelle mentre in ascissa il logaritmo del valore medio degli intervalli in massa.

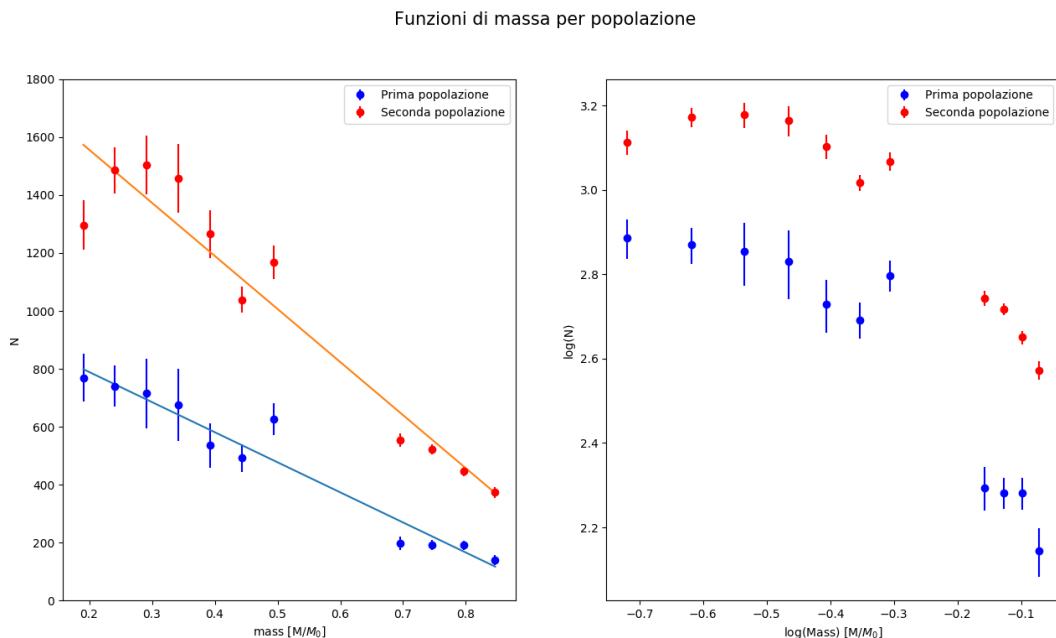


Figura 3.7: Nel pannello di sinistra sono raffigurate le funzioni di massa, separatamente per le due generazioni. Sono state plottate le regressioni dei i punti di ogni distribuzione ed errori nei conteggi. Nel pannello di destra sono mostrate le funzioni di massa nel piano con il logaritmo della massa in ascissa e il logaritmo dei conteggi in ordinata.

	Intercetta	Pendenza
1G	996 ± 46	-1039 ± 84
2G	1923 ± 97	-1833 ± 178

Tabella 3.2: In tabella sono mostrati i risultatati della regressione lineare operata tra i punti delle funzioni di massa per le due generazioni di stelle.

Capitolo 4

Conclusioni

Ad oggi non è possibile definire in modo completo ed univoco come le popolazioni multiple si siano formate e quanto queste abbiano contribuito alla formazione delle galassie e alla reionizzazione dell'universo. In questa tesi si è discusso di due principali gruppi di scenari di formazione: il primo gruppo che considera episodi distinti di formazione stellare, in cui si possono distinguere una prima ed una seconda generazione di stelle. Il secondo gruppo invece prevede un solo episodio di formazione stellare. In questo caso, alcune stelle dell'ammasso avrebbero accresciuto materia durante la fase di pre-sequenza assumendo quelle composizioni chimiche estreme che osserviamo. Una conseguenza del primo gruppo di scenari, è che gli ammassi attuali sono solamente una piccola frazione del protoammasso, ovvero dell'ammasso primordiale. Infatti, gli ammassi attuali sono solitamente dominati da stelle di seconda generazione, e solo una piccola parte del materiale rilasciato delle stelle di prima generazione può essere convertito in nuove stelle. Questi protoammassi super massicci avrebbero poi disperso oltre il 90% della loro massa partecipando in modo sostanziale alla formazione degli aloni galattici. Chiaramente, tali ammassi avrebbero dato un contributo sostanziale alla reionizzazione dell'universo. Contrariamente, nel caso di un unico episodio di formazione stellare come nel secondo gruppo, si avrebbe la conferma dell'esistenza di stelle super massive come quelle di Denissenkov (dell'ordine di $10^4 M_\odot$), o oggetti esotici che Gieles et al. (2018) propongono come responsabili della composizione chimica estrema che si osserva in alcune stelle degli ammassi. In questo studio è stata utilizzata per la prima volta la funzione di massa come discriminante tra gli scenari. L'ammasso scelto per questa tesi è 47 Tucanae, di cui era disponibile un set di dati straordinario composto da oltre 500 immagini ottenute dal telescopio spaziale Hubble nel vicino infrarosso, nel visibile e nell'ultravioletto. Ho utilizzato fotometria di alta precisione per ricavare il diagramma colore magnitudine (mostrato in figura 3.2) utilizzando le magnitudini nei filtri F606W e F814W. Determinata l'isocrona che riproduce meglio i dati osservativi è stato possibile ricavare le masse delle stelle prese in esame. Con queste ho definito le funzioni di massa separatamente per le due generazioni di stelle, grazie all'impiego dei rapporti di popolazioni (mostrati nelle tabelle 1.2 e 1.3 e discussi nella sezione 1.3), ovvero del numero delle stelle di prima generazione sul totale. Il risultato ottenuto è riportato in figura 3.7, in cui sono mostrate le pendenze delle distribuzioni in massa, le quali sono utilizzabili come discriminante. Gli andamenti delle due funzioni di massa sono significativamente differenti. In particolare, le stelle di seconda generazione mostrano una pendenza più ripida alle basse masse rispetto alla prima generazione. Ciò si traduce nel fatto che sono presenti molte più stelle di seconda generazione di piccola massa. Il risultato ottenuto, unico nel suo genere, esclude tutti gli scenari appartenenti al secondo gruppo. Infatti, per questi si assume che la contaminazione sia avvenuta grazie al fenomeno dell'accrescimento, descritto nel modello di Bondi (1952) ($\dot{M} \propto M^2$). Questi scenari implicano che le stelle massicce accrescano materiale più velocemente di quelle di massa minore. Conseguentemente, la frazione di stelle di seconda generazione diminuisce per stelle di piccola massa. Il nostro risultato, invece, è in accordo con le previsione degli scenari che prevedono generazioni stellari distinte (ad esempio D'Ercole et al. 2008, 2010; Calura et al. 2019).

In conclusione, le funzioni di massa ottenute in questa tesi sembrano escludere gli scenari di formazione

che prevedono un unico evento di formazione con successivo accrescimento alla Bondi. Tuttavia, non si esclude la possibilità che possa essere avvenuto un fenomeno di accrescimento differente da quello citato che quindi non segue il modello di Bondi.

Bibliografia

- [1] Anderson, J. & King, I. R. (2000), PASP, 112, 1360
- [2] Anderson, J. et al. (2008), AJ, 135, 2055
- [3] Bastian, N., Lamers, H. J. G. L. M., de Mink, S. E., et al. (2013), MNRAS, 436, 2398
- [4] Bondi, H. (1952), MNRAS, 112, 195B
- [5] Bragaglia, A. et al. (2012), A&A, 548, A122
- [6] Calura, F. (2019), MNRAS, 489, 3269C
- [7] Dalessandro et al. (2012), AJ, 144, 126
- [8] Dalessandro, E. et al. (2018), ApJ, 864, 33
- [9] Dalessandro, E. et al. 2016, ApJ, 829, 77
- [10] de Mink, S. E., Pols, O. R., Langer, N. & Izzard, R. G. (2009), A&A, 507, L1
- [11] Denissenkov, P.A., & Hartwick, F.D.A., (2013), MNRAS, 437, L21
- [12] Denissenkov, P. A., & Hartwick, F. D. A. (2014), MNRAS, 437, L21
- [13] Denissenkov, P. A., et al. (2015), MNRAS, 448, 3314
- [14] D'Ercole, A., D'Antona, F., Ventura, et al. (2010), MNRAS, 407, 854
- [15] D'Ercole. A. et al. (2008), MNRAS, 391, 825
- [16] Dotter, A. et al. (2008), ApJS, 178, 89D
- [17] Dotter et al. (2010), AJ, 139, 329T
- [18] Gieles, M. et al., (2018), MNRAS, 478, 2461
- [19] Goldsbury et al. (2010), AJ, 140, 1830G
- [20] Hollyhead, K. et al. (2017), MNRAS, 465, L39
- [21] Hollyhead, K. et al. (2018), MNRAS, 476, 114
- [22] Krause, M., Charbonnel, C., Decressin, T. et al. (2013), A&A, 552, A121
- [23] Lagioia, E. P. et al. (2019), ApJ, 871, 140
- [24] Larsen, S. S. et al. (2012), A&A, 544, L14
- [25] McDonald, I et al. (2011), ApJS, 193, 20
- [26] Marino, A.F., Villanova, S., Piotto, G., et al. (2008), A&A, 490, 625
- [27] Marino, A.F., et al., (2019), MNRAS, 487, 3815
- [28] Martocchia, S. et al. (2018), MNRAS, 473, 2688
- [29] Milone, A. P. et al. (2012), ApJ, 754, L34

- [30] Milone, A. et al. (2013), ApJ, 767, 120
- [31] Milone, A. P., Marino, A. F., Dotter, A., et al. (2014), ApJ, 785, 21
- [32] Milone, A. P. et al. (2015), ApJ, 808, 51
- [33] Milone, et al. (2017), MNRAS, 464, 3636
- [34] Milone, A. P. et al. (2018), MNRAS, 481, 5098
- [35] Milone, A. P. et al. (2019), MNRAS, 484, 4046
- [36] Nardiello, D. et al. (2019), MNRAS, 485, 3076
- [37] Niederhofer, F. et al. (2017), MNRAS, 465, 4159
- [38] Piotto, G. et al., (2015), AJ, 149, 91;
- [39] Renzini, A. et al., (2015), MNRAS, 454, 4197
- [40] Richer, H.B. et al., (2008), AJ, 135, 2141
- [41] Yong, D., Mel'endez, J., Grundahl, F., et al. (2013), MNRAS, 434, 3542