

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

Dipartimento di Fisica e Astronomia "*Galileo Galilei*"

Laurea Triennale in Astronomia

**Popolazioni multiple in ammassi globulari
nelle Nubi di Magellano**

Laureando:
Emanuele Maria Ventura

Relatore:
Prof. Antonino Paolo Milone

Correlatore:
Dott. Anna Fabiola Marino

Anno Accademico 2018/2019

Indice

1	Introduzione	5
2	Popolazioni multiple	6
2.1	Evidenze fotometriche	8
2.1.1	Mappa cromosomica	11
2.2	Evidenze spettroscopiche	14
2.3	Scenari di formazione	14
3	Teoria della perdita di massa	18
3.1	Frazione di stelle della prima popolazione (N_{1G}/N_{tot})	19
3.2	Variazione di Elio (ΔY)	20
3.3	Larghezza dell'RGB e variazione di azoto (ΔW)	21
3.3.1	Elaborazione dati	22
4	Gli ammassi delle nubi di Magellano	23
5	Conclusioni	26

Sommario

A partire dall'inizio del XXI secolo il modello degli ammassi globulari come esempio di popolazione stellare semplice è stato superato e soppiantato dal modello di popolazioni multiple. Nelle prime due sezioni esporrò le principali proprietà delle popolazioni multiple per poi discutere le evidenze fotometriche e spettroscopiche raccolte fin dagli anni '70 che hanno portato a questa scoperta. Tra queste ho scelto di mettere in maggior risalto la mappa cromosomica, in quanto è uno degli strumenti maggiormente usati per indagare le proprietà delle popolazioni multiple. Ad oggi non c'è ancora una teoria completa e coerente su come si siano formate le popolazioni multiple, ma ci sono cinque scenari di formazione più accreditati che esporrò evidenziando per ciascuno punti di forza e criticità. Quasi tutti questi scenari necessitano di ammassi globulari molto più massivi di quelli attualmente osservati dunque si ipotizza che dalla loro formazione ad oggi, gli ammassi globulari abbiano perso parte della loro massa (d'ora in poi mi riferirò a questo problema come "*problema del budget di massa*"). Nella terza e quarta sezione mi concentrerò sul problema del budget di massa, cercando eventuali correlazioni tra frazione di prima popolazione (N_{1G}/N_{tot}), variazione massima di elio (ΔY_{max}), larghezza del ramo delle giganti rosse (ΔW) e la massa degli ammassi globulari sia della Via Lattea che delle Nubi di Magellano. Si è visto che i valori di N_{1G}/N_{tot} degli ammassi delle Nubi di Magellano sono maggiori rispetto a quelli della nostra galassia a parità di massa mentre i valori di ΔY_{max} sono inferiori. Questi dati sono compatibili con uno scenario in cui gli ammassi perdono massa per via dell'interazione gravitazionale con la galassia ospite in quanto le Nubi di Magellano, essendo meno massive "strappano" meno massa rispetto alla via Lattea.

1 Introduzione

Gli ammassi globulari (GCs) sono insiemi sferoidali di stelle formatisi ad alto redshift, che possono essere annoverati tra le strutture piu' antiche che possiamo osservare nell'Universo. Il loro studio è dunque importante per indagare la struttura e l'evoluzione dell'universo all'epoca dei primi episodi di formazione stellare. Contrariamente a quanto si credeva fino a qualche decennio fa, i GCs non sono costituiti da un'unica popolazione stellare semplice, ma da più popolazioni distinte ciascuna con una composizione chimica diversa; attualmente si parla dunque di popolazioni multiple (MPs). In Fig.1 è mostrato un diagramma colore magnitudine (CMD) dell'ammasso globulare NGC6397[23]. Le sequenze evolutive di questo diagramma sono molto strette e ben definite e pertanto sembrano simili a quelle di una popolazione stellare semplice. In passato per via di diagrammi come questo si riteneva che NGC6397 e tutti gli ammassi globulari fossero popolazioni semplici. In Fig.2 invece è mostrato un CMD di un GC che ospita MPs[16]. Come si può vedere dai grafici, le MPs sono facilmente riconoscibili dal fatto che si possono individuare diverse sequenze di punti ben separate l'una dall'altra. Storicamente è stato difficile individuare le MPs poiché queste vengono rivelate soltanto se le osservazioni vengono fatte in determinate bande fotometriche capaci di mettere in risalto le diverse composizioni chimiche. Fino a pochi anni fa il fenomeno delle MPs è stato osservato e studiato soltanto nei GCs della nostra galassia, recentemente si è esteso questo studio anche agli ammassi delle galassie più vicine a noi ovvero alle nubi di Magellano [20][14]. Attualmente si è visto che quasi la totalità dei GCs ospita MPs e dunque lo studio delle MPs è diventato fondamentale per una maggiore comprensione dei GCs.

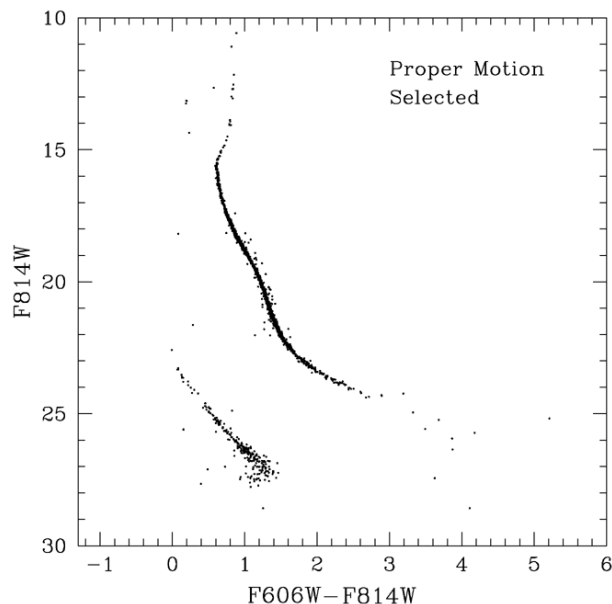


Figura 1: CMD di NGC6397, tratto da Richer et al. (2008)

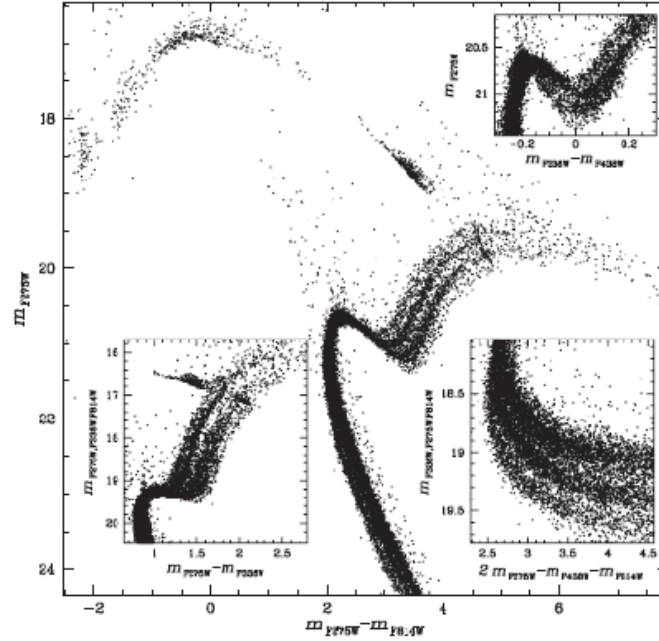


Figura 2: CMD di NGC2808, nei riquadri sono mostrati nel dettaglio i vari rami evolutivi; tratto da Milone et al. (2015)

2 Popolazioni multiple

Nelle MPs si possono individuare due gruppi di stelle: il primo gruppo è detto di "*prima generazione*" (1G) e ha una composizione chimica simile a quella della nube da cui si è originato l'ammasso. Il secondo gruppo di "*seconda generazione*" (2G) ha una composizione chimica povera di C e di O ed arricchita in Na, N e He [15][26][22][9]. Alcuni GCs esibiscono più sequenze di stelle 2G ciascuna caratterizzata da una diversa composizione chimica. Nonostante alcune differenze però si possono individuare delle caratteristiche comuni al fenomeno delle MPs le quali costituiscono anche dei vincoli osservativi che eventuali scenari di formazione delle MPs devono rispettare. Questi sono [19]:

- **specificità:** la presenza di stelle di seconda generazione è una caratteristica frequente all'interno dei GCs della Via Lattea (MW). Al contrario sono state trovate pochissime stelle 2G nel campo della MW e il loro piccolo numero è consistente con un'eventuale perdita da GCs per interazione mareale con la galassia.
- **ubiquità:** la formazione di stelle 2G avviene in quasi tutti i GCs dunque tale formazione deve essere una conseguenza del processo di formazione dei GCs.
- **varietà:** il fenomeno delle MPs, nonostante delle caratteristiche comuni, presenta delle peculiarità che variano a seconda dell'ammasso.

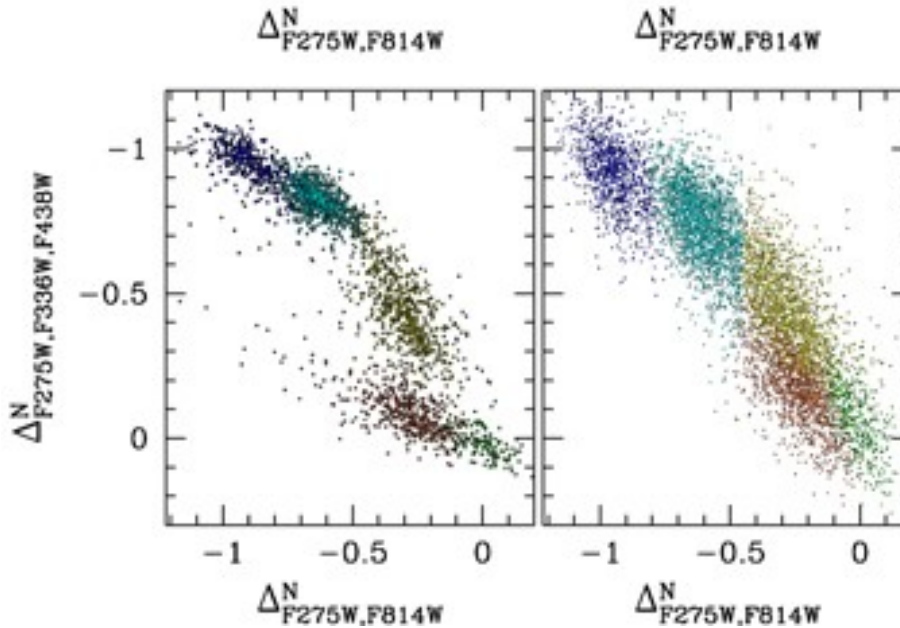


Figura 3: Un esempio della natura discreta delle MPs: mappa cromosomica di NGC2808, RGB nel pannello a sx, MS nel pannello a dx, tratto da Milone et al. (2015)

- **predominanza:** le stelle di seconda generazione sono spesso dominanti all'interno dei GCs, in generale la loro percentuale è compresa tra il 50% e il 90% (in ω Centauri).
- **natura discreta:** all'interno di ogni GC le MPs possono essere separate in sequenze ben distinte a seconda della composizione chimica e, nei casi in cui questo non è possibile, è a causa di errori statistici troppo grandi. In Fig.3 è riportato un esempio.
- **assenza di inquinamento da materiale rilasciato da Supernovae:** le stelle 2G hanno la stessa metallicità delle stelle 1G, perciò la differenza di composizione delle prime rispetto alle seconde non può essere dovuta a materiale espulso dalle supernovae.
- **presenza di prodotti del CNO e di processi NeNa:** la composizione chimica delle stelle 2G presenta degli arricchimenti nei prodotti del ciclo CNO e dei processi p-capture.
- **arricchimento in He:** le stelle di seconda generazione sono arricchite in He rispetto a quelle di prima generazione.
- **budget di massa:** solo una piccola parte della massa delle stelle 1G va a formare le stelle 2G dunque, vista la predominanza di queste ultime è necessario ipotizzare che i progenitori dei GCs fossero decisamente più massivi (80/90 volte rispetto agli

attuali GCs.) Tuttavia questo porta a chiedersi dove sia finita la "massa mancante". (questa problematica sarà ampiamente discussa nella terza sezione di questa tesi.)

- **2 classi di GCs:** la maggioranza dei GCs studiati presenta una sola sequenza di stelle 1G e una o più sequenze di stelle 2G, tuttavia circa il 17% presenta sequenze multiple sia per stelle di prima sia per quelle di seconda generazione. Comunemente ci si riferisce a queste due tipologie di GCs chiamandoli di tipo I e tipo II[17][20][14]. Un esempio (dei più estremi) di GC di tipo II è ω Centauri.
- **stelle 2G concentrate centralmente:** in alcuni GCs le stelle di seconda generazione (ad esempio in ω Centauri) sono più concentrate nelle zone centrali rispetto a quelle di prima. Questa caratteristica non è comune a tutti i GCs, infatti altri ospitano MPs con distribuzioni radiali simili tra stelle 1G e 2G.
- **moti anisotropi delle stelle 2G:** stelle di seconda generazione di GCs massivi mostrano una distribuzione di velocità radiale sul piano del cielo maggiormente anisotropa rispetto a quelle di prima generazione. Ciò non succede negli ammassi meno massivi dove le stelle di entrambe le generazioni hanno una distribuzione di velocità isotropa.
- **dipendenza dalla massa del GC:** la frazione di stelle 2G correla fortemente sia con la massa attuale del GCs che con quella iniziale. Questa proprietà sarà analizzata con maggior dettaglio nella terza sezione di questa tesi.
- **dipendenza dall'orbita del GC:** GCs con un raggio perigalattico grande ($R_{per} > 3.5\text{kpc}$) ospitano mediamente una frazione maggiore di stelle 1G rispetto a quelli con $R_{per} \leq 3.5\text{kpc}$. Anche questa proprietà verrà studiata più dettagliatamente nella terza sezione.

2.1 Evidenze fotometriche

Il modello di popolazione stellare semplice (SSP) prevede che nel CMD si osservi una sola sequenza di stelle (Fig.1), le prime osservazioni in contrasto con questa previsione riguardavano stelle del RGB che, in alcuni casi, si disponevano lungo più sequenze. Un caso noto è quello di ω Centauri mostrato in Fig.4 [24] in cui è chiaramente visibile che l'RGB si divide in due sequenze, quella indicata con la freccia è meno popolata e più rossa. Comunque, ω Centauri è da sempre considerato un ammasso "particolare" in quanto si ipotizza possa essere un residuo di una galassia nana perciò un'altra interpretazione data allo split del RGB è che fosse dovuto ad eventi di merging e/o di formazione stellare nell'ambiente di una galassia nana. Una delle osservazioni che ha messo in crisi il modello SSP è stata ancora una volta il CMD di ω Centauri, ma questa volta un CMD di stelle in sequenza principale [2]. Nel paper di Bedin et al. (2004) si è osservato che la MS si divide in due rami distinti, evidenziando così due gruppi di stelle con diversa composizione chimica (Fig.5) in particolare tale split della MS è stato associato a popolazioni con diversa abbondanza di He[2]. Successivamente, a partire dal paper di Marino et al.

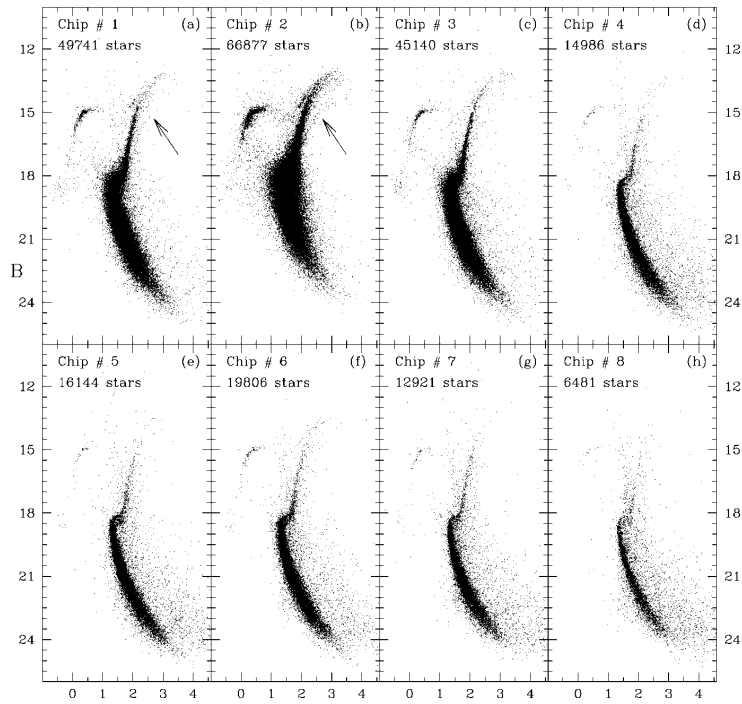


Figura 4: alcuni CMD (B vs B-I) di ω Centauri; tratto da Pancino et al. (2000)

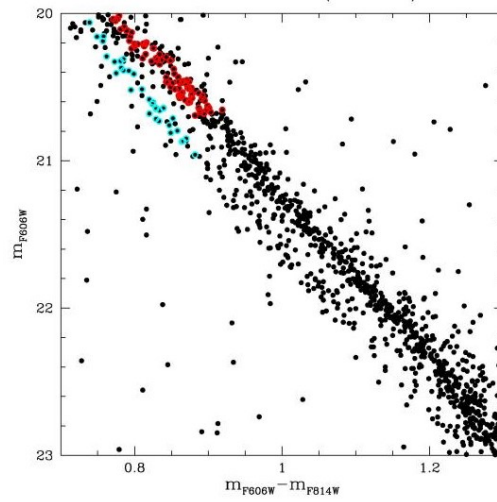


Figura 5: split della MS di ω Centauri; tratto da Bedin et al. (2004)

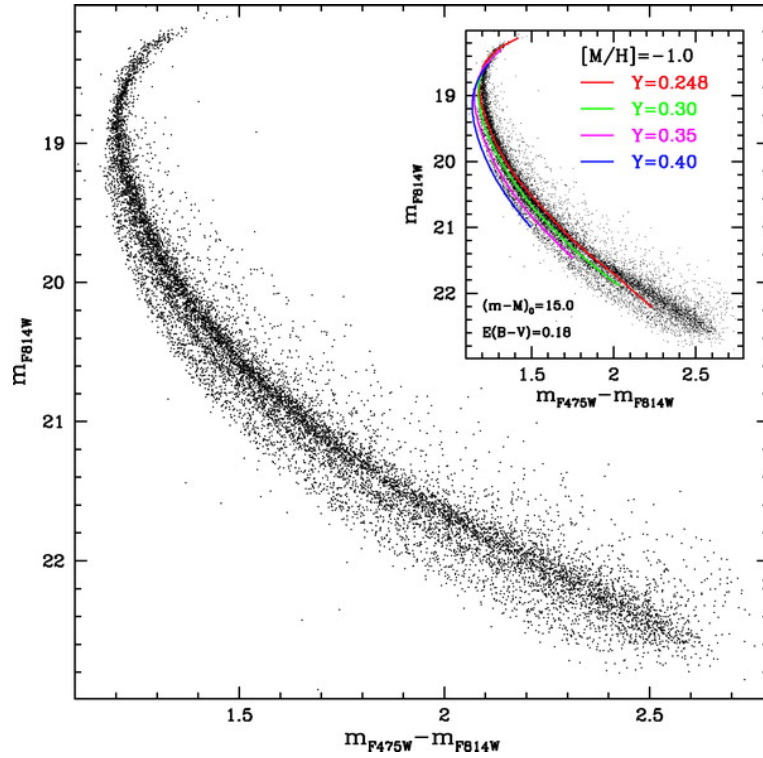


Figura 6: CMD di alcune stelle di NGC 2808 selezionate per moto proprio, tratto da Piotto et al. (2007)

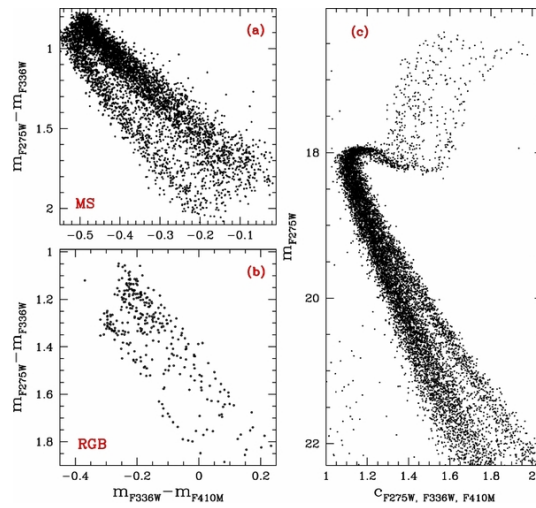


Figura 7: stelle della MS con $19.65 < m_{F275W} < 23.25$ (pannello a), stelle dell'RGB con $m_{F275W} < 18.0$ e m_{F275W} vs $C_{F275W, F336W, F438W}$ per tutte le stelle di NGC 6752; tratto da Milone et al. (2013)

(2008) si sono iniziati ad usare filtri fotometrici in UV (più adatti a misurare variazioni di He e altri elementi leggeri come il C,N e l'O [13]) per identificare e caratterizzare MPs. Storicamente, uno dei risultati più eclatanti, è stata la scoperta che la MS di NGC2808 si divide in almeno tre sequenze distinte di stelle. (Fig.6)[25]: questo ammasso, a differenza di ω Centauri è sempre stato ritenuto un ammasso "semplice", senza variazioni in ferro. Nell'individuare le diverse popolazioni in questo ammasso, hanno avuto un ruolo chiave i filtri fotometrici a bordo dell'Hubble Space Telescope (HST) F275W, F336W e F438W (noti anche come "*il magico trio*") [14][19]. Questi infatti sono particolarmente sensibili alle bande molecolari dell'OH, NH, CN e CH rispettivamente. Talvolta i tre filtri menzionati sono sostituiti dai filtri F225W, F343N, F410M. Le stelle di prima generazione, essendo più ricche di C e di O e più povere di N rispetto alle stelle 2G sono più brillanti in F336W (o F343N) e più deboli sia in F275W (o F225W) sia in F438W (o F410M), di conseguenza il diagramma due colori $m_{F336W} - m_{F438W}$ vs $m_{F275W} - m_{F336W}$ è un potente strumento per individuare le MPs [15]. Un esempio è riportato nei pannelli a e b della Fig.7 in cui sono raffigurati i diagrammi 2 colori per stelle della MS e dell'RGB dell'ammasso NGC 6752. Stelle che si trovano a diversi stadi evolutivi però devono essere analizzate separatamente con distinti diagrammi 2 colori. Per superare questo problema si è introdotto lo pseudo colore $C_{F275W,F336W,F438W}$ definito in questo modo: $C_{F275W,F336W,F438W} = (m_{F275W} - m_{F336W}) - (m_{F336W} - m_{F438W})$ (questa definizione permette di massimizzare la separazione tra le varie generazioni) il quale consente di identificare le MPs in tutto il CMD (Fig.7 pannello c) [15][26]. Nel 2015 è stato pubblicato il primo di una serie di paper "The HST UV legacy survey of galactic globular clusters" in cui vengono analizzati i dati di 57 GCs nella nostra galassia e in cui viene affermato che "*tutti i GCs del campione studiato presentano sequenze multiple o almeno sequenze allargate*" [26], confermando così che il fenomeno delle MPs è molto diffuso e, al contrario di ciò che si credeva, al contrario di ciò che si credeva, la presenza di popolazioni stellare semplici si riscontra in pochissimi ammassi (Dotter et al. (2019)).

2.1.1 Mappa cromosomica

La mappa cromosomica (ChM) è un diagramma a 2 pseudo-colori di stelle in diverse fasi evolutive (MS, RGB, SGB, AGB) che deriva dalla fotometria in diversi filtri sensibili a specifiche composizioni chimiche dei GCs. La procedura per ottenere la ChM è descritta nel dettaglio nel paper di Milone et al. (2015)[16], è importante però notare che una ChM differisce da un diagramma a due colori classico perchè le sequenze delle stelle nelle diverse fasi evolutive sono verticalizzate in entrambe le dimensioni. Questa operazione (i cui passaggi sono illustrati in Fig.8) permette di ricavare le quantità $\Delta_{C_{F275W,F343N,F438W}}$ e $\Delta_{F275W,F814W}$ che sono quelle che vengono plottate in ascissa e in ordinata nella ChM. In questo modo la posizione di una stella sulla ChM dipende soltanto dalla sua composizione chimica. Per capire l'importanza della ChM, osserviamo nel dettaglio quella di NGC6723 (Fig.9): lo pseudo-colore $C_{F275W,F343N,F438W}$ è sensibile all'abbondanza di N mentre l'indice di colore $m_{F275W} - m_{F814W}$ dipende dal contenuto di He. Sapendo che le stelle 2G sono più ricche di N e di He, allora avranno l'indice di pseudo colore maggiore e l'indice di colore $m_{F275W} - m_{F814W}$ minore rispetto alle 1G e dunque mi aspetto che le

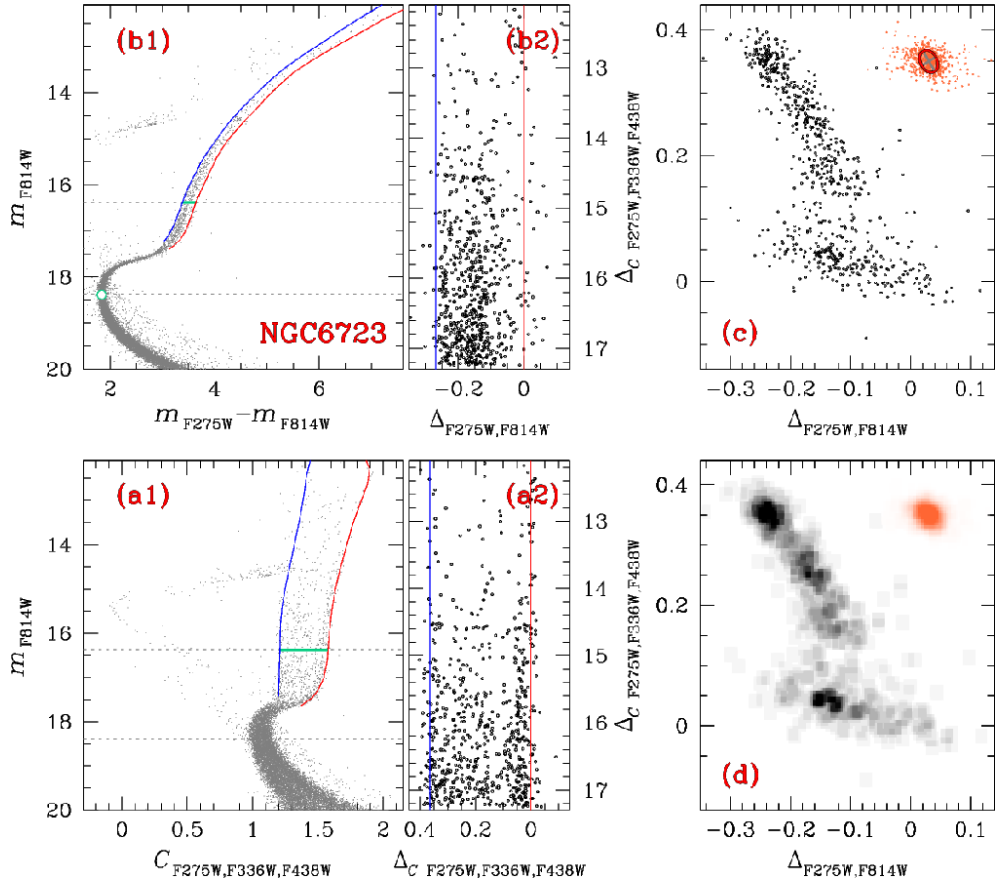


Figura 8: procedura di come si ricava la ChM di NGC6723: partendo dai CMD (pannelli a1 e b1), verticalizzando i due grafici si ottengono le quantità $\Delta_{C_{F275W, F343N, F438W}}$ e $\Delta_{F275W, F814W}$ (a2 e b2) e infine si plottano le due quantità trovate e si ottiene la ChM(c); tratto da Milone et al. (2017)

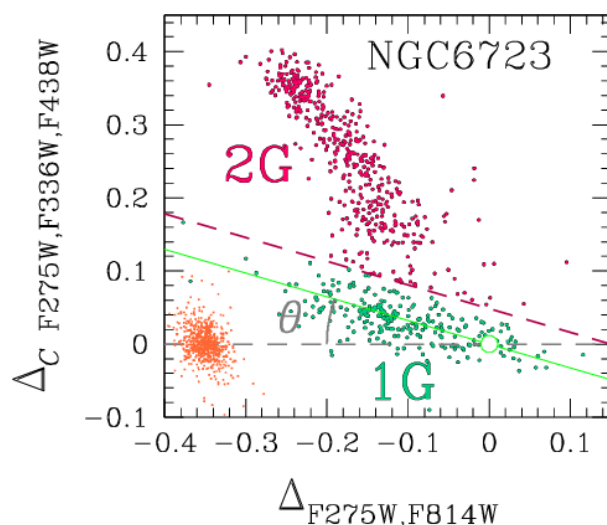


Figura 9: ChM di NGC6723, le stelle 2G hanno maggiore abbondanza di He e N rispetto alle 1G; tratto da Milone et al. (2017)

stelle 2G si trovino più in alto e più a sinistra nella ChM[16]. Questo infatti è proprio quello che si osserva nelle ChM di NGC6723, in particolare le stelle 1G sono localizzate attorno all'origine ($\Delta_{CF275W,F343N,F438W} = \Delta_{F275W,F814W} = 0$)[14]. Le ChMs permettono anche di distinguere i GCs di tipo I e di tipo II precedentemente definiti [14]. In Fig.10 sono messi a confronto due ChMs di un ammasso di tipo I (sx) e tipo II (dx). In Fig.11 sono raffigurati alcune ChMs di diversi GCs; è interessante notare come ciascuno di questi grafici esibisca dei pattern diversi mostrando così la varietà del fenomeno delle MPs. La varietà dei pattern di queste ChMs è in primo luogo dovuta alla diversa metallicità di ogni ammasso, in Fig.12 (pannello a sx) vengono confrontati le ChMs degli ammassi NGC6838 ($[Fe/H] = -0.78$) e NGC6397 ($[Fe/H] = -2.02$); è chiaramente visibile che i punti dell'ammasso più metallico (NGC6838) hanno una dispersione maggiore rispetto a quelli di NGC6397. Dunque, se si vuole cercare un modello comune di ChM, è necessario rimuovere la dipendenza dalla metallicità. A tale scopo, è stata ideata una ChM che non dipendesse dalla metallicità: la **mapa cromosomica universale (Universal ChM)**[14]. Questa si ottiene plottando le quantità $\delta_{CF275W,F343N,F438W}$ e $\delta_{F275W,F814W}$ che, a differenza delle grandezze precedenti, non dipendono dalla metallicità. Nel grafico a destra della Fig.12 si può osservare un esempio di Universal ChM. Si nota fin da subito che la dispersione dei punti è decisamente minore rispetto alla ChM: ci sono due zone sovradense (che identificano la prima e la seconda generazione dei due GCs) ed è presente una chiara separazione tra queste. Inoltre la zona sovradensa più in basso (quella che corrisponde alle stelle 1G) occupa una zona più ristretta. La Universal ChM è quindi uno strumento molto utile per indagare la variazione di elementi leggeri all'interno di un GC.[14]

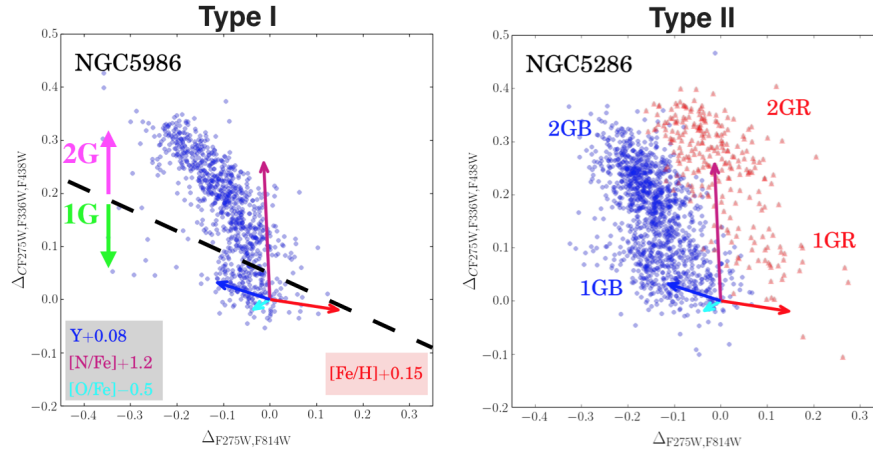


Figura 10: ChM di NGC5986 (sx) e di NGC5286 (dx); tratto da Marino et al. (2019)

2.2 Evidenze spettroscopiche

Fin dagli anni '70 sono note delle anomalie nelle abbondanze chimiche degli elementi leggeri nelle stelle dei GCs, un esempio di queste anomalie è documentato da J.G. Cohen (1978)[5]. Nel suo articolo viene fatta un'analisi dettagliata delle abbondanze chimiche di oltre 20 elementi per 5 giganti rosse di M13 (NGC6205) e per 3 giganti rosse di M3 (NGC5272). Sia in M13 che in M3 vengono misurate diverse abbondanze di NaI; queste differenze non possono essere ricondotte nè ad errori osservativi, nè a fenomeni di mescolamento convettivo. Successivamente sono state misurate variazioni nelle abbondanze di molti altri elementi leggeri (tra cui C,N,O,Mg,Al) e si è riscontrato che tali variazioni seguivano degli andamenti definiti[5][3]; uno degli andamenti più importanti è l'anti correlazione Na-O. Inizialmente si è ritenuto che queste anomalie nelle abbondanze dipendessero da diversi effetti evolutivi delle stelle durante i quali, materiale prodotto dal ciclo CNO veniva portato in superficie. Una delle osservazioni a supporto di tale scenario è la diminuzione del rapporto $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ misurato in NGC 6528[27]. Gli scenari evolutivi però, sono compatibili soltanto con le anomalie misurate nelle abbondanze di stelle nella fase RGB avanzata (dopo l'RGB bump) e non con quelle misurate per stelle al turn-off della MS o nel SGB [6][3][11][21]. Con l'affermarsi del paradigma delle MPs, si è compreso che le anomalie nelle abbondanze chimiche degli elementi leggeri misurate tramite tecniche spettroscopiche sono un'espressione del fenomeno delle MPs e dunque non si parla più di "anomalie chimiche"[4]. Inoltre tali "anomalie" si sono rivelate sempre più frequenti, ad esempio è stata misurata l'anticorrelazione Na-O in 19 GCs con diversa metallicità e parametri globali (Fig.13)[4].

2.3 Scenari di formazione

Come si sono formate le MPs è tutt'ora oggetto di dibattito, *Renzini et al. (2015)* ha analizzato le principali teorie di formazioni delle MPs[22]; in particolare per ciascuna di

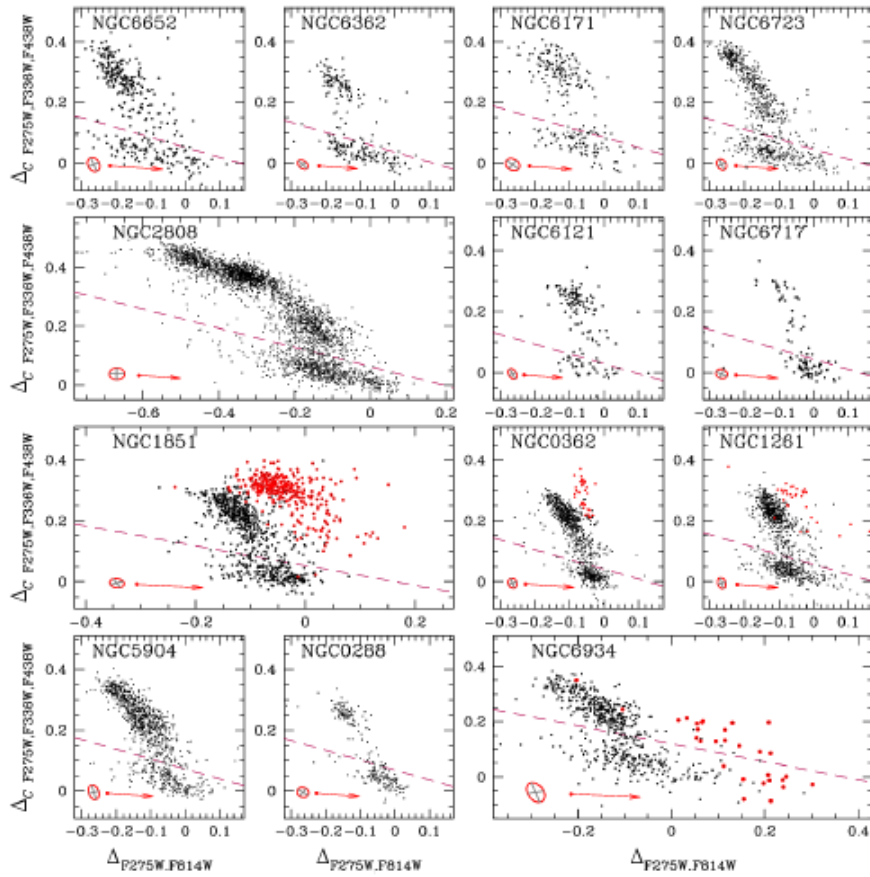


Figura 11: ChM di alcuni GCs, le linee tratteggiate separano le stelle 1G (in basso) dalle 2G (in alto), le frecce rosse indicano la correzione per reddening; tratto da Milone et al. (2017)

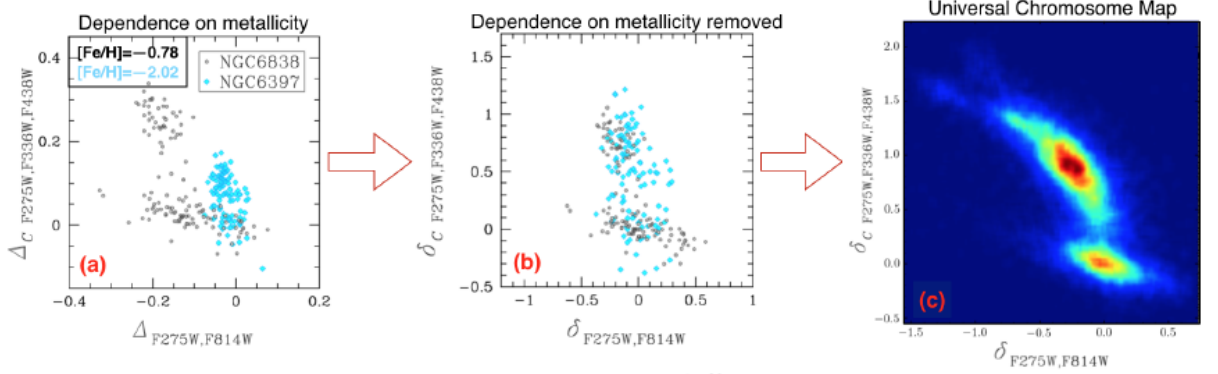


Figura 12: ChM (a sx), ChM una volta rimossa la dipendenza dalla metallicità (in centro) e Universal ChM (a dx) di NGC6838 e NGC6397; tratto da Marino et al. (2019)

esse ha verificato se queste giustificassero o meno i vincoli osservativi delle MPs descritti sopra. Di questi vincoli, l'*ubiquità* è rispettata da tutti i modelli dunque non viene considerata come vincolo restrittivo[22] I quattro principali scenari di formazione analizzati nel paper di Renzini sono: stelle supermassive (SMS), stelle massive che ruotano molto velocemente (FRMS), stelle massive binarie interagenti (MIB) e stelle nella fase dell'Asymptotic Giant Branch (AGB). Qui di seguito verranno descritti brevemente insieme allo scenario delle SMS di Gieles et al. (2018) che non è stato descritto da Renzini e collaboratori poichè è stato teorizzato successivamente.

- **SMS (Denissenkov & Hartwick):** questo scenario, descritto da Denissenkov & Hartwick[9], si basa sull'idea che in un giovane GC le stelle più massive collassino verso il centro dell'ammasso formando delle stelle molto massive ($M \sim 10^4 M_{\odot}$) dette appunto "super massive stars" (SMS). La formazione di stelle di tale massa dovrebbe avvenire tramite collisioni a cascata di stelle massive che collassano verso il centro dell'ammasso per frizione dinamica. 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 GC; se il gas al centro non riesce a raffreddarsi man mano che collassa allora non si potrà frammentare e potrà quindi formare una SMS. Tali stelle sono completamente convettive e, superando il limite di luminosità di Eddington, sono soggette a importanti fenomeni di perdita di massa. Di conseguenza queste stelle fornirebbero il materiale necessario (prodotti del CNO e He) per la produzione di stelle 2G. Questo modello riesce a spiegare molto bene le abbondanze dei vari elementi (in particolare quelli p-capture) all'interno dei GCs.[9][22]
- **SMS (Gieles et al.):** Anche in questo scenario i progenitori delle MPs sono le SMS, ma, a differenza di quanto teorizzato da Denissenkov & Hartwick, la formazione delle SMS avviene contemporaneamente alla nascita del GC[10] Le SMS si formano tramite collisioni stellari causate da una contrazione del proto GC a seguito di un'accrescimento di gas. Tale contrazione fa sì che, a differenza di quanto teorizzato nel modello precedente, non sia richiesta una minima densità iniziale

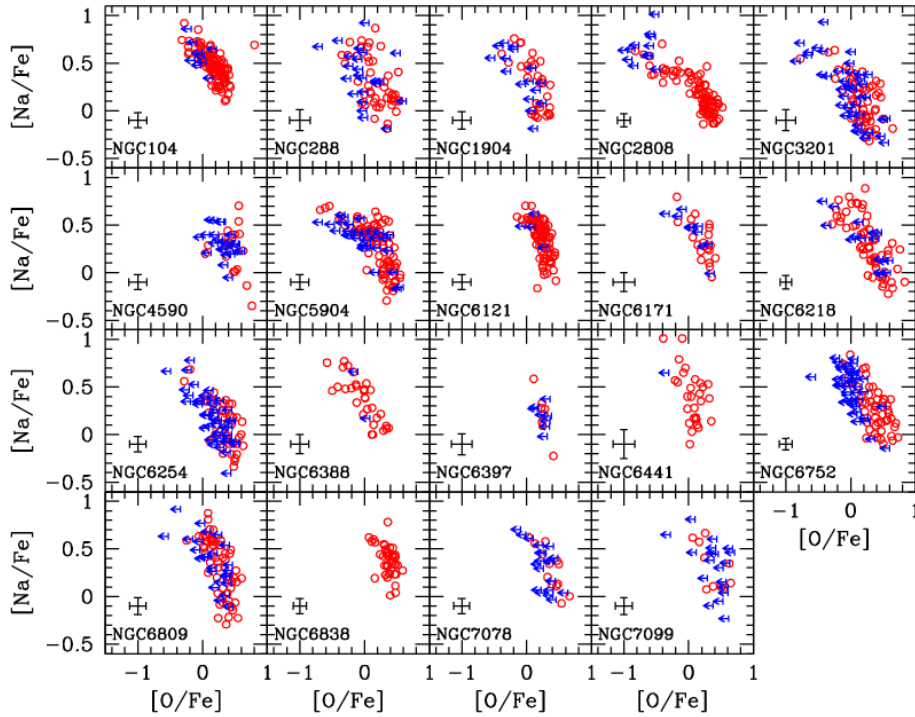


Figura 13: anticorrelazione Na-O in 19 GCs, tratto da Carretta et al. (2009)

affinchè ci siano le collisioni. Come nello scenario sopra le SMS subiscono un'importante perdita di massa dovuta a forti venti stellari ma, accanto alla perdita di massa, tali stelle sono continuamente "ringiovanite" da gas incontaminato presente nell'ammasso che, durante la contrazione del GC, cade verso il centro e si mescola con il materiale espulso dai venti della SMS. Questo modello, oltre a spiegare le diverse anomalie nelle abbondanze chimiche misurate, supera il problema del budget di massa dato che la massa espulsa dai venti della SMS supera la massa della SMS stessa per via di questo processo di continuo "ringiovanimento"[10].

- **FRMS:** questo scenario è stato teorizzato da Krause[12] e vede come progenitori delle MPs delle stelle con massa compresa tra $25M_{\odot}$ e $120M_{\odot}$ super-rotanti. La loro rotazione veloce (che ha inizio durante la MS e procede durante tutta la fase del bruciamento dell'He) fa sì che ci sia uno spostamento dei prodotti generati nel nucleo verso l'esterno della stella dove sono poi espulsi nel mezzo interstellare tramite il vento stellare. Si formano quindi dei dischi di accrezione attorno alle stelle 1G che vengono continuamente arricchiti dal materiale espulso dalle stelle (dall'interno) e dal materiale incontaminato presente nell'ammasso (dall'esterno). Le stelle di seconda generazione si dovrebbero formare proprio in questi dischi. Tra le criticità più evidenti di questo modello è da sottolineare il fatto che questo scenario non rispetta la *specificità*, in quanto tale processo non avverrebbe solo nei GCs, ma potrebbe avvenire ovunque nel campo galattico[22].

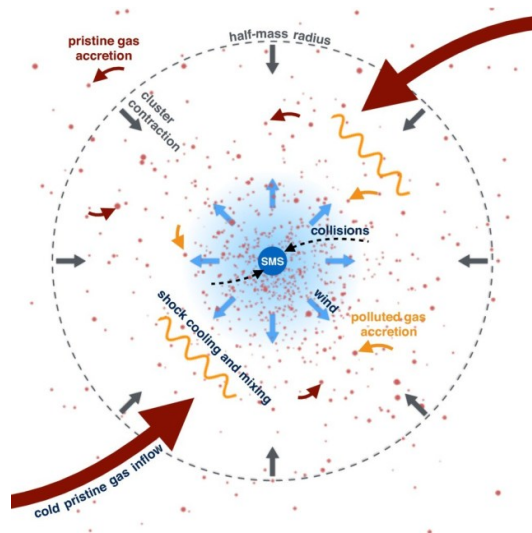


Figura 14: schema del modello delle SMS di Gieles et al. (2018)

- **MIB:** inizialmente proposta da de Mink et al. (2009) e successivamente elaborata da Bastian et al. (2013), questa teoria prevede che le MPs si siano originate da un sistema di stelle binarie con masse di circa $10\text{-}20M_{\odot}$. Nell'interazione mareale la stella principale perde gran parte del suo involucro (i modelli numerici prevedono la perdita di $10M_{\odot}$) che va ad arricchire il mezzo interstellare fornendo il materiale necessario per la nascita di stelle 2G; gli ejecta delle MIB infatti, non hanno velocità alte e rimangono quindi all'interno dell'ammasso. Il materiale espulso è arricchito in He, N, Na e Al e impoverito in C e in O come osservato nelle stelle 2G[22].
- **AGB:** questo scenario (D'Antona, Gratton & Chieffi[7]) vede come progenitori delle MPs stelle nella fase AGB (massa compresa tra $3/4M_{\odot}$ fino a $10M_{\odot}$). Stelle di questo tipo sperimentano l'Hot Bottom Burning (HBB), ovvero la shell di H bruciante si trova alla base dell'involucro convettivo della stella che viene così contaminata con prodotti del CNO. Infine i venti stellari, tipici di questa fase dell'evoluzione stellare, arricchiscono il mezzo interstellare creando così le condizioni ideali per la nascita di stelle 2G. Tra i modelli proposti, questo è l'unico ad evitare l'inquinamento da prodotti espulsi da supernovae[22]. Infatti, dato che le stelle di seconda generazione si formano con materiale prodotto durante la fase AGB di stelle di massa intermedia, evitano contaminazione da resti di supernovae poiché queste sono già esplose in epoche precedenti.

3 Teoria della perdita di massa

Nonostante la quantità non indifferente di evidenze osservative e spettroscopiche e di proprietà delle MPs fino a qui esposte, ci sono ancora molti interrogativi senza risposta riguardanti le MPs. Di questi il più importante, se si vuole determinare come i GCs si

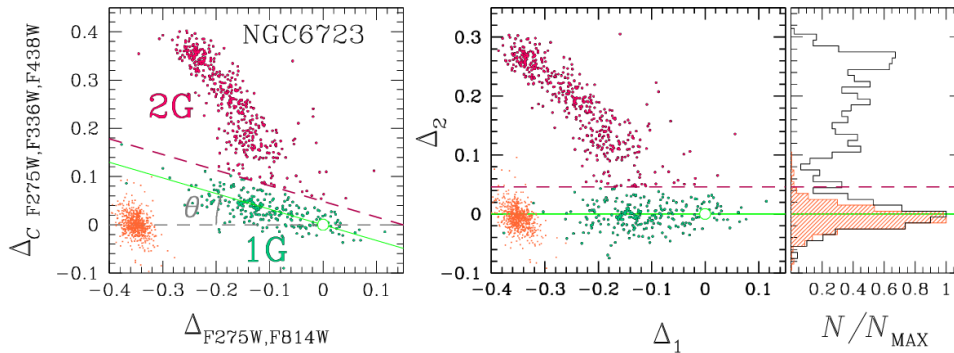


Figura 15: procedimento per ricavare N_{1G}/N_{tot} : ChM di NGC6723 (sx), Δ_2 vs Δ_1 (centro) e distribuzione dei valori di Δ_2 (dx); tratto da Milone et al. (2017)

sono formati e come possono aver contribuito alla struttura della MW, è il come si siano formate le MPs. Come visto sopra, ci sono diversi possibili scenari di formazione, ognuno dei quali presenta delle criticità. Per molti di questi una delle criticità più rilevanti è il problema del budget di massa[22][17]. Nella gran parte dei modelli proposti le stelle di seconda generazione si formano a partire da materiale processato ed espulso da stelle di prima generazione e i dati osservativi ci dicono che le stelle 2G dominano in massa all'interno dei GCs, ciò richiede che i GCs fossero almeno 10 volte più massivi rispetto a quelli attuali.[22] Se così fosse vorrebbe dire che nel corso della sua vita l'ammasso deve aver perso una frazione importante della sua massa. Per capire se questa ipotesi è valida o meno si cerca di correlare gli osservabili delle MPs con i parametri globali dei GCs (massa, distanza perigalattica, metallicità ecc.). Gli osservabili che andrò a considerare sono: la frazione di stelle di prima generazione (N_{1G}/N_{tot}), la massima variazione di He (ΔY_{max}) e la larghezza del RGB ΔW . Per capire se due grandezze correlano o meno ho usato il coefficiente di Spearman (R_s) il quale può assumere valori compresi tra -1 e 1. Se $-1 \leq R_s \leq 0.5$ le due grandezze anticorrelano, se $0.5 \leq R_s \leq 1$ le due grandezze correlano, se invece il valore assoluto di R_s è minore di 0.5 non c'è alcuna correlazione significativa.

3.1 Frazione di stelle della prima popolazione (N_{1G}/N_{tot})

Un osservabile importante, ottenibile dopo aver fatto la ChM di un GC, è la frazione di stelle di prima generazione sul totale. Solitamente questa quantità è riferita alle stelle del RGB e la procedura per ottenerla è illustrata nel paper di Milone et al. (2017)[17]. Brevemente, si identificano le due generazioni di stelle nella ChM (Fig.15) fittando la sequenza di stelle 1G con una retta passante per l'origine la quale avrà un certo angolo θ dalla linea orizzontale. Successivamente si ruota il grafico dell'angolo θ in senso antiorario e si definiscono così le nuove coordinate Δ_1 e Δ_2 ; ora si può ricavare la distribuzione dei valori di Δ_2 . Dopo aver fatto il miglior fit del picco con una gaussiana (Fig.16) si può ricavare N_{1G}/N_{tot} facendo il rapporto tra l'area sottesa dalla gaussiana e l'area di tutto l'istogramma. Una volta determinata la frazione di stelle 1G (che varia da un minimo di 0.08 in ω Centauri a un massimo di 0.67[17]) si cerca un'eventuale correlazione con uno o

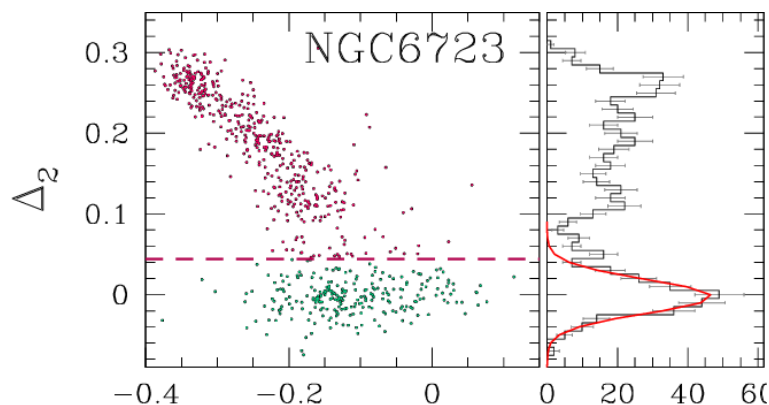


Figura 16: Δ_2 vs Δ_1 (sx), distribuzione dei valori di Δ_2 con il fit della gaussiana (dx); tratto da Milone et al. (2017)

più parametri globali dei GCs. Le principali anticorrelazioni osservate (Fig.17) sono tra N_{1G}/N_{tot} e la luminosità assoluta e tra N_{1G}/N_{tot} e la massa totale del GC con coefficienti di Spearman rispettivamente uguali a -0.72 ± 0.07 e -0.81 ± 0.05 [17]. Gli ammassi più massivi sono dunque quelli che hanno la minor percentuale di massa di stelle di prima generazione. Questo dato suggerisce che, nel caso ci sia stato effettivamente un fenomeno di perdita di massa, questo ha coinvolto principalmente stelle 1G. N_{1G}/N_{tot} invece non correla con la distanza dal centro galattico e la metallicità del GC. È importante osservare che la maggior parte degli ammassi ha N_{1G}/N_{tot} inferiore a 0.5 dunque nella maggior parte dei casi i GCs sono costituiti maggiormente da stelle 2G come già affermato sopra.

3.2 Variazione di Elio (ΔY)

ΔY_{max} è la massima variazione di He all'interno di un GC. Tale osservabile, come visto nelle sezioni precedenti, è strettamente collegato alle MPs in quanto le stelle di seconda generazione presentano una composizione chimica arricchita in He rispetto a quelle di prima generazione. La differenza media di He tra stelle 1G e 2G ($\Delta Y_{1G,2G}$) e la massima variazione di He (ΔY_{max}) sono state determinate per la prima volta per un ampio campione di GCs (57) nel paper di Milone et al. (2018) [18] partendo dalle ChMs e dai CMD (il colore $m_{F275W} - m_{F814W}$ è sensibile all'abbondanza di He). Si è così ottenuto che ΔY_{max} assume valori in un intervallo compreso tra 0.01 e 0.15 (Fig.18) in frazione di massa e mostra una significativa correlazione con la massa del GC e un'anticorrelazione con la luminosità ($r=0.87 \pm 0.05$ e $r=-0.83 \pm 0.05$ rispettivamente) (Fig.19). Andando più nel dettaglio (Fig.28) la massima variazione di He correla non solo con la massa attuale dei GCs ma anche con quella iniziale, quella delle stelle 1G e delle stelle 2G (queste masse qui definite verranno spiegate meglio nella prossima sezione). Gli ammassi dominati da stelle 1G mostrano una piccola variazione di He e la frazione di stelle 1G diminuisce rapidamente per $\Delta Y_{max} \leq 0.03$ il che è consistente con uno scenario in cui la variazione

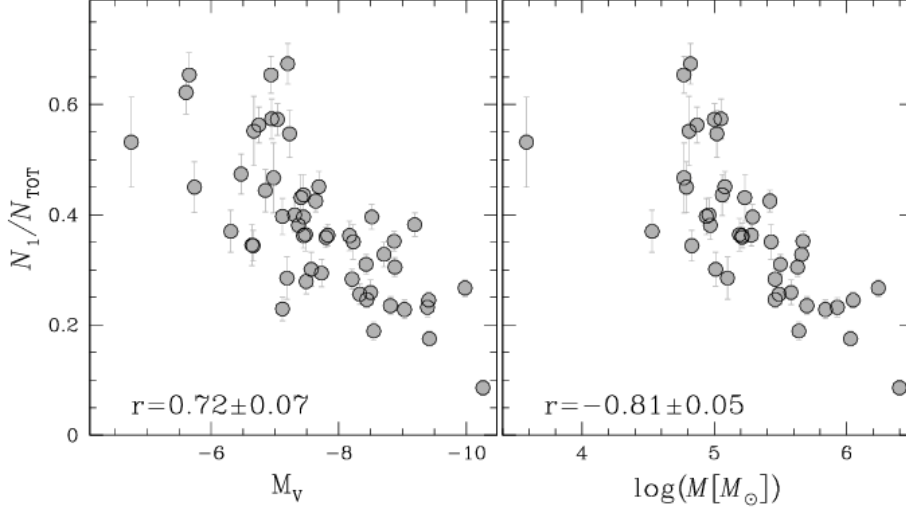


Figura 17: frazione di stelle 1G rispetto alle stelle totali dell'RGB vs luminosità assoluta dell'ammasso (sx) e massa totale (dx); tratto da Milone et al. (2017)

di He dipende dalla massa delle stelle 2G.[18]

3.3 Larghezza dell'RGB e variazione di azoto (ΔW)

Per definire la quantità ΔW è necessario da partire dalla grandezza $W_{C_{F275W,F343N,F438W}}$ la quale rappresenta l'allargamento del colore del RGB. Come si è visto nelle "evidenze fotometriche", l'allargamento del RGB è una manifestazione delle MPs e in particolare $W_{C_{F275W,F343N,F438W}}$ dipende dall'abbondanza di N e di altri elementi leggeri[17]. Dunque dalla ChM posso ottenere la larghezza osservata del RGB: $W_{C_{F275W,F343N,F438W}}^{obs}$ la quale deve essere corretta considerando gli errori osservativi e, una volta sottratti gli errori in quadratura, ottengo la larghezza intrinseca del RGB $W_{C_{F275W,F343N,F438W}}$ [17]. Questa quantità non correla con nessuno dei parametri globali dei GCs eccetto che la metallicità ($R_s = 0.79 \pm 0.05$), tuttavia si è visto che GCs con la metallicità simile hanno larghezze intrinseche del RGB significativamente diverse il che suggerisce che questa quantità debba dipendere almeno da un altro parametro[17]. Per cercare dunque un'ulteriore dipendenza tra la larghezza del RGB e altri parametri globali dei GCs è necessario rimuovere la dipendenza dalla metallicità. Per fare ciò, si plotta la retta che meglio approssima la dipendenza tra larghezza del RGB e la metallicità (linea rossa Fig.20) e si calcolano i residui. Questa quantità è chiamata $\Delta W_{C_{F275W,F343N,F438W}}$ e rappresenta la larghezza intrinseca del RGB una volta rimossi gli effetti della metallicità; tale grandezza essendo collegata alle abbondanze di N e di altri elementi leggeri (le quali variano all'interno delle MPs) è dunque strettamente collegata alla presenza di MPs. Si può infine osservare che $\Delta W_{C_{F275W,F343N,F438W}}$ correla significativamente sia con la luminosità assoluta che con la massa dell'ammasso (Fig.21).[17]

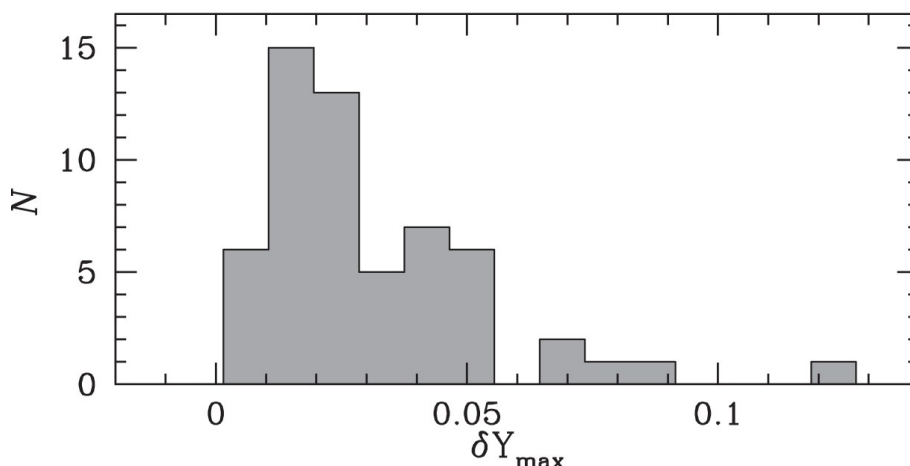


Figura 18: distribuzione dei valori di ΔY_{max} per i vari GCs; tratto da Milone et al. (2018)

3.3.1 Elaborazione dati

Basandomi sui dati raccolti e presentati nel paper "The HST UV legacy survey of Galactic GCs. IX. The atlas of MPs" di Milone et al. (2017), ho cercato ulteriori correlazioni tra $\Delta W_{CF275W,F343N,F438W}$ e alcuni parametri dei GCs. In particolare ho considerato 57 GCs della MW, segnando con colori diversi gli ammassi con distanza perigalattica maggiore e minore di 3.5kpc e ho cercato eventuali dipendenze di $\Delta W_{CF275W,F343N,F438W}$ con rispettivamente massa, massa iniziale, massa delle stelle 1G, massa delle stelle 2G. I valori di massa iniziale sono ricavati dallo studio di Baumgardt & Hilker (2018) mentre le frazioni di massa delle stelle 1G da cui ho ricavato le masse delle stelle di prima e seconda generazione per ogni ammasso provengono dal paper sopracitato. Per quanto riguarda i valori di massa iniziale è opportuno specificare che questi sono stati ottenuti a partire dalle orbite attuali dei GCs e supponendo che questi abbiano perso massa per interazione gravitazionale, dunque i valori che sono stati usati non sono da considerarsi precisi ma soltanto delle stime[20]. Tramite Python ho dunque elaborato 4 grafici (Fig. 22-25), uno per ogni parametro considerato. I coefficienti di Spearman sono indicati nei grafici e, come si può vedere, sono tutti ≥ 0.5 dunque $\Delta W_{CF275W,F336W,F438W}$ correla con tutti i parametri considerati.

In particolare nel primo grafico ($\Delta W_{CF275W,F343N,F438W}$ contro massa) si osserva una buona correlazione ($R_s=0.67$). Considerando separatamente i GCs con $R_{per} \geq 3.5\text{kpc}$ e $R_{per} \leq 3.5\text{kpc}$, i primi hanno una pendenza maggiore (seppur ciascuna retta si trovi quasi sempre all'interno dell'intervallo di confidenza dell'altra) e una correlazione migliore ($R_s=0.80$ rispetto a $R_s=0.67$).

Nel secondo grafico ($\Delta W_{CF275W,F343N,F438W}$ contro massa iniziale) si osserva ancora una buona correlazione ($R_s=0.67$), questa volta però le due pendenze sono quasi uguali. Anche in questo plot il coefficiente di Spearman calcolato per i soli ammassi con $R_{per} \geq 3.5\text{kpc}$ è più alto (0.82) rispetto al secondo (0.60).

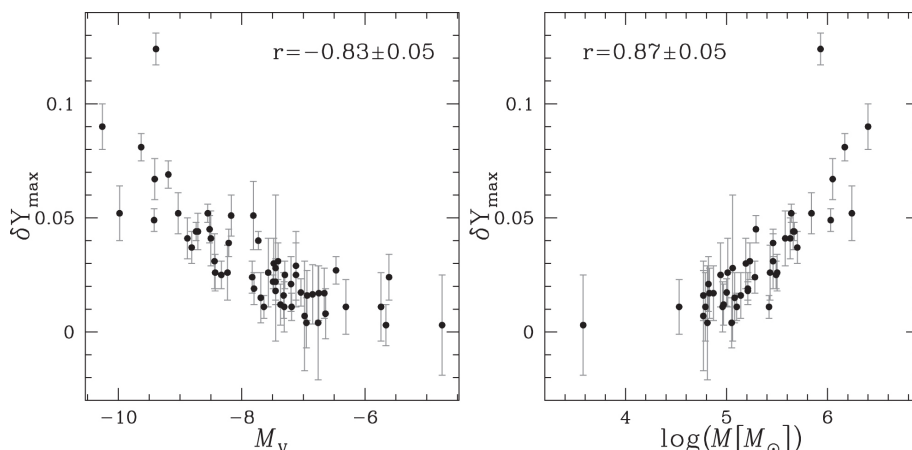


Figura 19: ΔY_{max} vs luminosità assoluta dell'ammasso (sx) e massa totale in unità di masse solari (dx); tratto da Milone et al. (2018)

Nel terzo grafico ($\Delta W_{CF275W,F343N,F438W}$ contro massa 1G) la correlazione è meno significativa ($R_s=0.57$) e le pendenze sono molto diverse (quella relativa a GCs con $R_{per} \geq 3.5\text{kpc}$ è decisamente più ripida).

Nell'ultimo grafico ($\Delta W_{CF275W,F343N,F438W}$ contro massa 2G) si torna ad osservare una forte correlazione ($R_s=0.73$). Ancora una volta le rette interpolanti i due set di valori sono ben distinte con quella relativa a GCs con $R_{per} \leq 3.5\text{kpc}$ con una pendenza meno ripida rispetto all'altra.

4 Gli ammassi delle nubi di Magellano

I vari risultati mostrati nei paragrafi precedenti riguardano esclusivamente GCs della nostra galassia, tale campione però è ovviamente restrittivo dunque nelle successive analisi che verranno discusse in questa tesi considererò anche alcuni GCs nelle nubi di Magellano (MCs) in modo tale da vedere se il fenomeno delle MPs è presente anche al di fuori della nostra galassia e se presenta proprietà differenti[14][20]. Inoltre, un vantaggio di studiare GCs nelle MCs è che gli ammassi che studiamo nella nostra galassia si sono formati ad alti redshift (13-10 Gyrs fa) dunque è difficile risalire alle loro origini, mentre quelli che si osservano nelle MCs sono giovani o di età intermedia (10.5-2 Gyrs fa) dunque possono fungere da "finestra nel passato". In questa sezione farò riferimento a molti risultati ottenuti nel paper di Milone et al. (2019) in cui vengono studiati 59 GCs della MW e 11 GCs delle MCs.

Degli 11 GCs delle MCs analizzati si è visto che 5 (Lindsay 1, NGC121, NGC339, NGC416 e NGC1978) ospitano MPs dimostrando così che il fenomeno delle MPs non è una peculiarità dei GCs della nostra galassia[20]. Analizziamo ora le principali correlazioni tra gli osservabili e i parametri globali dei GCs che abbiamo esposto nella sezione precedente e

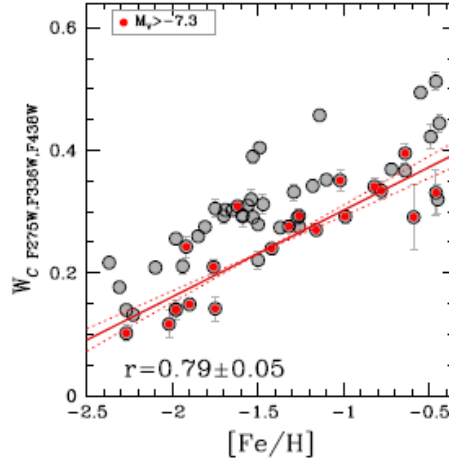


Figura 20: $W_{C_{F275W,F336W,F438W}}$ vs metallicità. La linea rossa è il miglior fit; tratto da Milone et al. (2017)

verifichiamo se queste sono valide anche per i GCs delle MCs.

- N_{1G}/N_{tot} : Il metodo per ricavare questo rapporto è uguale a quello illustrato nella sezione 3.1. I GCs delle MCs presentano valori molto diversi che vanno da 0.50 in NGC121 a 0.85 in NGC1978 e NGC339[20]. In generale però si può affermare che gli ammassi delle Nubi di Magellano ospitano in media una percentuale maggiore di stelle di prima generazione rispetto ai loro corrispettivi nella nostra galassia (N_{1G}/N_{tot} di NGC1978 e NGC339 è superiore a quella di qualsiasi GC della MW.)(Fig.26) In figura 27 sono mostrate le dipendenze di N_{1G}/N_{tot} con le 4 masse già definite. I punti in blu si riferiscono a GCs delle MCs e, come si può vedere, questi punti si trovano mediamente più in alto rispetto a quelli dei GCs della MW. Questo dato può essere interpretato alla luce della massa inferiore delle MCs rispetto alla nostra galassia. Data la massa inferiore delle MCs i suoi GCs potrebbero essere meno soggetti a fenomeni di perdita di massa e perciò la frazione di massa di stelle 1G nei GCs delle MCs è maggiore rispetto agli omologhi nella MW. Un altro fattore che può contribuire a questa osservazione è la minore età dei GCs delle MCs. Gli ammassi delle nubi infatti, essendo più giovani, hanno perso meno massa anche alla luce del fatto che sono meno evolute.

I punti rossi del grafico in Fig.27 sono i GCs della MW con $R_{per} \geq 3.5\text{kpc}$ mentre quelli grigi con $R_{per} \leq 3.5\text{kpc}$. Nel grafico in alto a sinistra si vede che la retta che interpola i dati dei GCs più distanti dal centro galattico è più alta di quella grigia, dunque i GCs con $R_{per} \geq 3.5\text{kpc}$ ospitano mediamente una frazione di massa di stelle 1G maggiore rispetto ai GCs più vicini al centro galattico. Se però consideriamo le masse iniziali (grafico in alto a dx) tale differenza scompare e le due rette si sovrappongono. Queste osservazioni sono compatibili con uno scenario di perdita di massa dovuta ad interazione gravitazionale tra il GC e la galassia ospite in quanto, i GCs più vicini al centro galattico sono sottoposti ad un'interazione

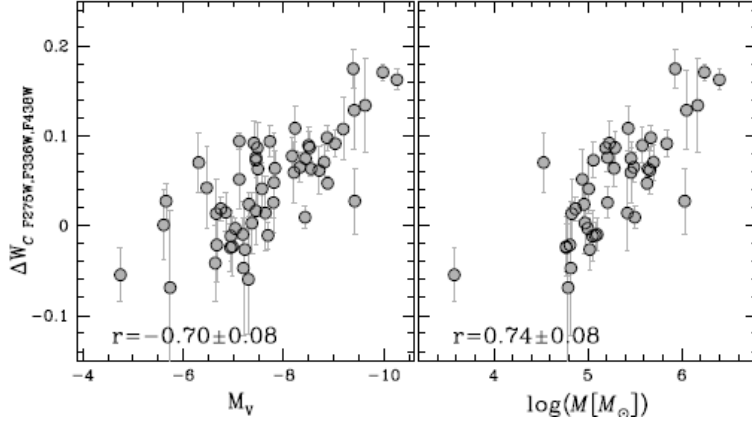


Figura 21: $\Delta W_{C_{F275W,F336W,F438W}}$ vs luminosità assoluta (sx) e $\Delta W_{C_{F275W,F336W,F438W}}$ vs massa (dx); tratto da Milone et al. (2017)

gravitazionale maggiore e dunque (come si osserva) perderanno più stelle 1G rispetto ai GCs più distanti dal centro galattico. Se però considero le masse iniziali, quando ancora non c'è stato alcun fenomeno di perdita di massa non ci dovrebbe essere alcuna differenza tra GCs più o meno distanti dal centro galattico e infatti si osserva che le due pendenze coincidono. Guardando sempre alle masse iniziali 3 GCs delle MCs su 5 hanno dei valori di N_{1G}/N_{tot} comparabili con quelli dei GCs della MW supportando così l'ipotesi di una relazione universale tra la massa iniziale e la frazione di stelle di 1G [20]. Nel grafico in basso a sinistra si osserva una debole anticorrelazione con la massa delle stelle 1G ($R_s = -0.40 \pm 0.11$) mentre in quello in basso a destra è mostrata una forte anticorrelazione con la massa delle stelle 2G ($R_s = -0.77 \pm 0.06$) Un'altra osservazione rilevante è che i GCs della nostra galassia che non mostrano evidenze di MPs hanno tutti $M \leq 1.5 \cdot 10^5 M_\odot$, mentre nelle MCs ci sono GCs senza MPs con una massa superiore a questo valore ($M \sim 3-4 \cdot 10^5 M_\odot$) complicando così il problema di determinare, se esiste, un'eventuale "massa limite" al di sotto della quale non si formano MPs.[20]

In aggiunta rispetto ad un'eventuale correlazione con le masse si è anche cercata una possibile dipendenza dall'età dei GCs. I GCs della MW hanno età compresa tra 10 e 13 Gyr, mentre quelli delle MCs che ospitano MPs vanno da 10.5 Gyr (NGC 121) a 2 Gyr (NGC 1978), ma non è stata trovata alcuna correlazione, anche se come già detto sopra, il fatto che i GCs delle MCs siano più giovani può contribuire a spiegare come mai nei GCs delle MCs si misurino dei valori più alti di N_{1G}/N_{tot} .

- **Variazione di He:** In figura 28 sono mostrate le dipendenze di ΔY_{max} dalle 4 masse già ampiamente usate. Gli ammassi delle MCs in generale hanno valori più bassi di ΔY_{max} rispetto a quelli della nostra galassia a parità di massa (la variazione massima di He è sempre compresa tra 0.00 e 0.02). Andando nel dettaglio, la massima variazione interna di He correla fortemente con la massa attuale (pannello in alto a sx) ($R_s = 0.86 \pm 0.04$) e i GCs della MW con $R_{per} \geq 3.5 \text{ kpc}$ hanno lo stesso

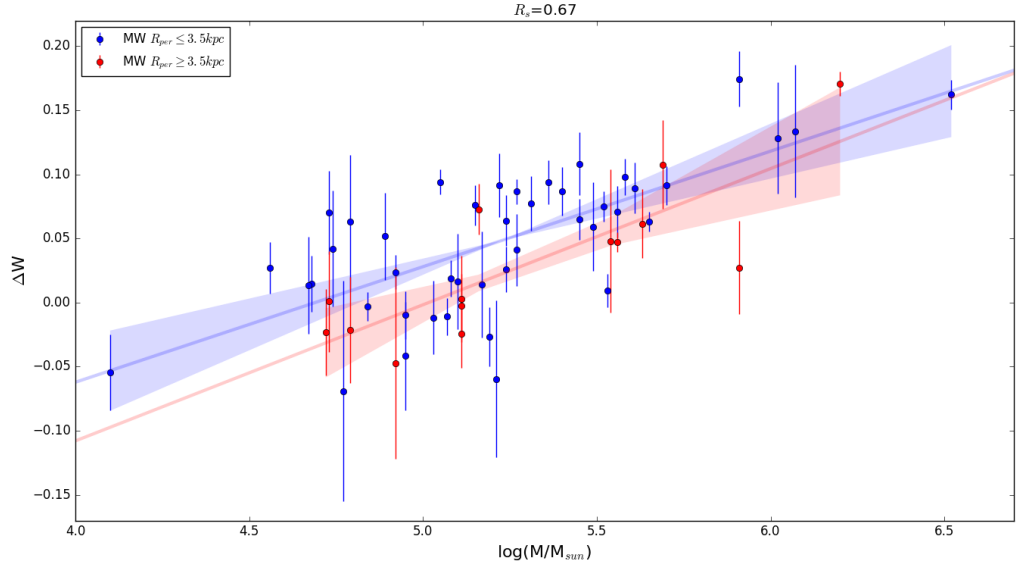


Figura 22: $\Delta W_{C_{F275W, F343N, F438W}}$ vs massa, punti in blu sono i GCs con distanza perigalattica ≤ 3.5 kpc, i punti in rosso sono i GCs con distanza perigalattica ≥ 3.5 kpc. Le zone colorate sono gli intervalli di confidenza delle rette interpolanti.

andamento dei GCs della MW con $R_{per} \leq 3.5$ kpc. Anche nel caso degli ammassi delle MCs i GCs più massivi hanno maggiori variazioni interne di He ma questi valori sono decisamente più piccoli dei GCs della MW.

Se considero le masse iniziali (pannello in alto a dx) ottengo ancora una correlazione ma meno significativa rispetto alla precedente ($R_s = 0.68 \pm 0.08$). Fissato un valore di massa iniziale, i GCs con $R_{per} \geq 3.5$ kpc hanno mediamente valori di ΔY_{max} più alti rispetto ai GCs con distanza perigalattica inferiore. Gli ammassi delle MCs seguono lo stesso trend, ma, ancora una volta, hanno valori inferiori rispetto ai loro omologhi della MW.

ΔY_{max} correla anche con le masse 1G e 2G (pannelli in basso) e considerando le masse delle stelle 2G si ottiene la correlazione più significativa ($R_s = 0.87 \pm 0.04$). Non ci sono grandi differenze tra GCs con diversa distanza perigalattica e come nei due casi precedenti i punti relativi ai GCs delle MCs sono spostati verso il basso anche se, nel piano ΔY_{max} vs $\log(M_{2G}/M_{\odot})$ questa differenza è inferiore rispetto agli altri tre casi.

5 Conclusioni

Il modello di popolazione stellare semplice per i GCs è da considerarsi ormai obsoleto e le MPs costituiscono ormai il modello che meglio descrive la grande quantità di dati

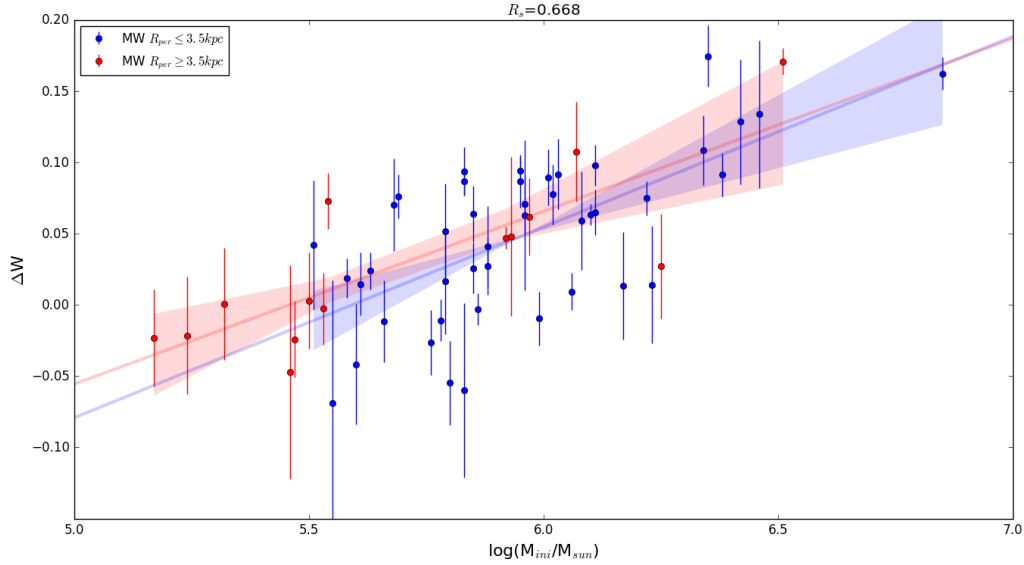


Figura 23: $\Delta W_{C_{F275W, F343N, F438W}}$ vs massa iniziale, punti in blu sono i GCs con distanza perigalattica ≤ 3.5 kpc, i punti in rosso sono i GCs con distanza perigalattica ≥ 3.5 kpc. Le zone colorate sono gli intervalli di confidenza delle rette interpolanti.

che sono stati raccolti sui GCs. Nonostante ciò però non c'è ancora uno scenario di formazione che sia in grado di spiegare come queste si siano formate dunque è importante cercare di capire in che modo gli osservabili delle MPs correlino con i principali parametri dei GCs. Le diverse dipendenze che sono state trovate per i GCs con $R_{per} \geq 3.5$ kpc e per quelli con $R_{per} \leq 3.5$ kpc e il fatto che, se consideriamo le masse iniziali, le dipendenze di N_{1G}/N_{tot} diventano molto simili sembra suggerire che effettivamente i GCs nel corso della loro vita possano aver perso una percentuale non irrilevante della loro massa per interazione gravitazionale con la galassia ospite. In particolare i dati sono consistenti con uno scenario in cui la frazione di massa delle stelle 1G diminuisce con la massa iniziale dell'ammasso e in cui i GCs hanno perso una grande quantità di stelle 1G e una minore quantità di stelle 2G.

Aver ampliato lo studio delle MPs anche ai GCs delle nubi di Magellano ci ha permesso di verificare che le MPs non sono una peculiarità della nostra galassia tuttavia, i diversi valori di ΔY_{max} e N_{1G}/N_{tot} ci suggeriscono che ci debba essere una qualche dipendenza dalla galassia ospite. In particolare, il fatto che ammassi delle nubi di Magellano ospitano, in media, frazioni di 1G più alte di quelle degli ammassi Galattici di massa simile, e' consistente con le predizioni di quegli scenari in cui la galassia ospite strappa dagli ammassi stelle di 1G, fornendo così un contributo fondamentale alla formazione dell'alone. Un'altra criticità emersa grazie allo studio sulle MCs è il problema della massa limite. Basandoci solo sui GCs della MW quelli che non presentano MPs hanno massa $M \leq 1.5 \cdot 10^5 M_{\odot}$, mentre se si considerano anche quelli delle MCs ce ne sono alcuni con

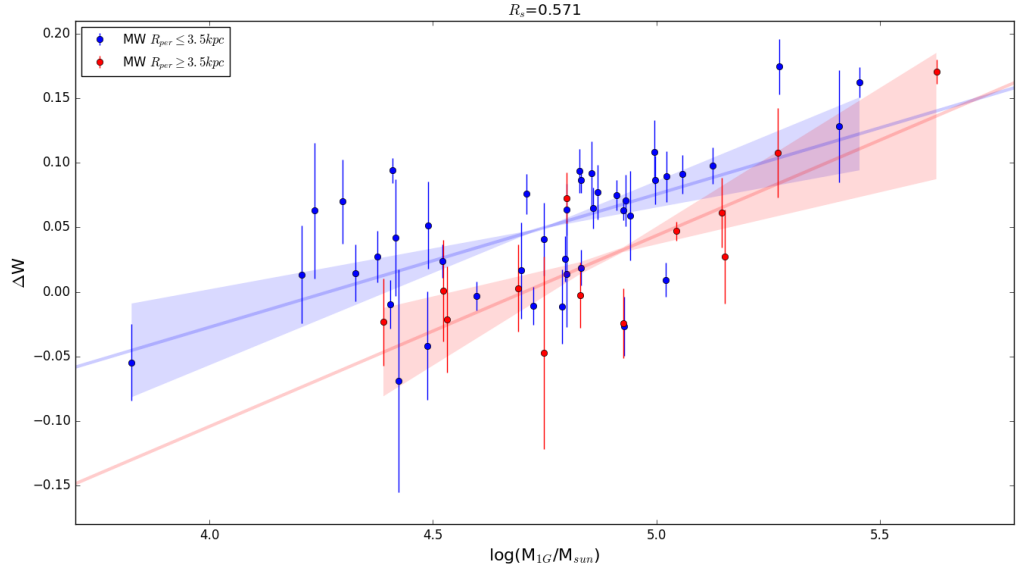


Figura 24: $\Delta W_{CF275W, F343N, F438W}$ vs massa stelle 1G, punti in blu sono i GCs con distanza perigalattica $\leq 3.5 \text{ kpc}$, i punti in rosso sono i GCs con distanza perigalattica $\geq 3.5 \text{ kpc}$. Le zone colorate sono gli intervalli di confidenza delle rette interpolanti.

massa superiore ($M \sim 3\text{-}4 \cdot 10^5 M_\odot$) costituiti da una popolazione stellare semplice. Dunque risulta difficile determinare, se esiste, un valore di massa limite al di sotto del quale il GC non può formare MPs. In definitiva si può dunque affermare che estendere lo studio delle MPs ai GCs delle galassie più vicine è necessario per capire meglio il ruolo della galassia ospite nella formazione dei GCs. In futuro sarà sicuramente importante ampliare questa analisi ad un numero maggiore di ammassi extra-galattici delle nubi di magellano e di altre galassie vicine del gruppo locale come Fornax ed M31.

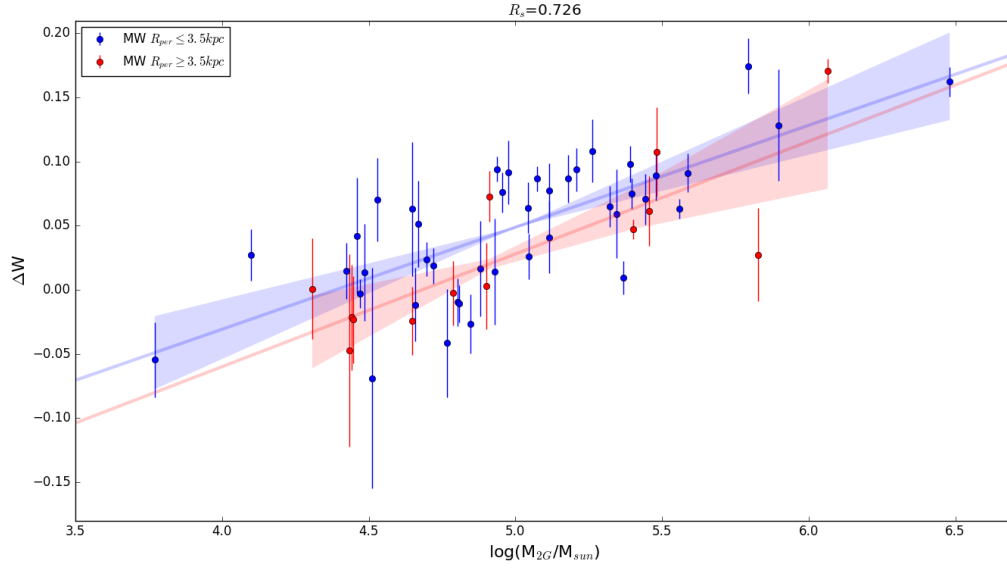


Figura 25: $\Delta W_{C_{F275W, F343N, F438W}}$ vs massa stelle 2G, punti in blu sono i GCs con distanza perigalattica $\leq 3.5 \text{ kpc}$, i punti in rosso sono i GCs con distanza perigalattica $\geq 3.5 \text{ kpc}$. Le zone colorate sono gli intervalli di confidenza delle rette interpolanti.

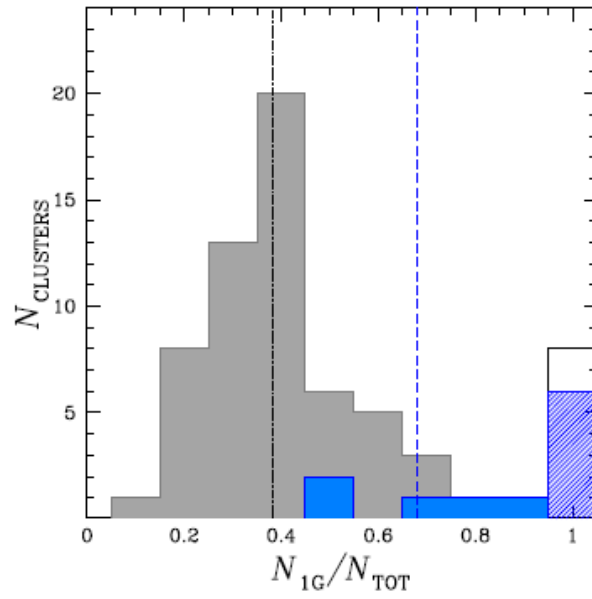


Figura 26: distribuzione della frazione di stelle 1G nei GCs. I rettangoli grigi sono i GCs della MW, i rettangoli blu quelli delle MCs, quelli tratteggiati sono quelli che non ospitano MPs; tratto da Milone et al. (2019)

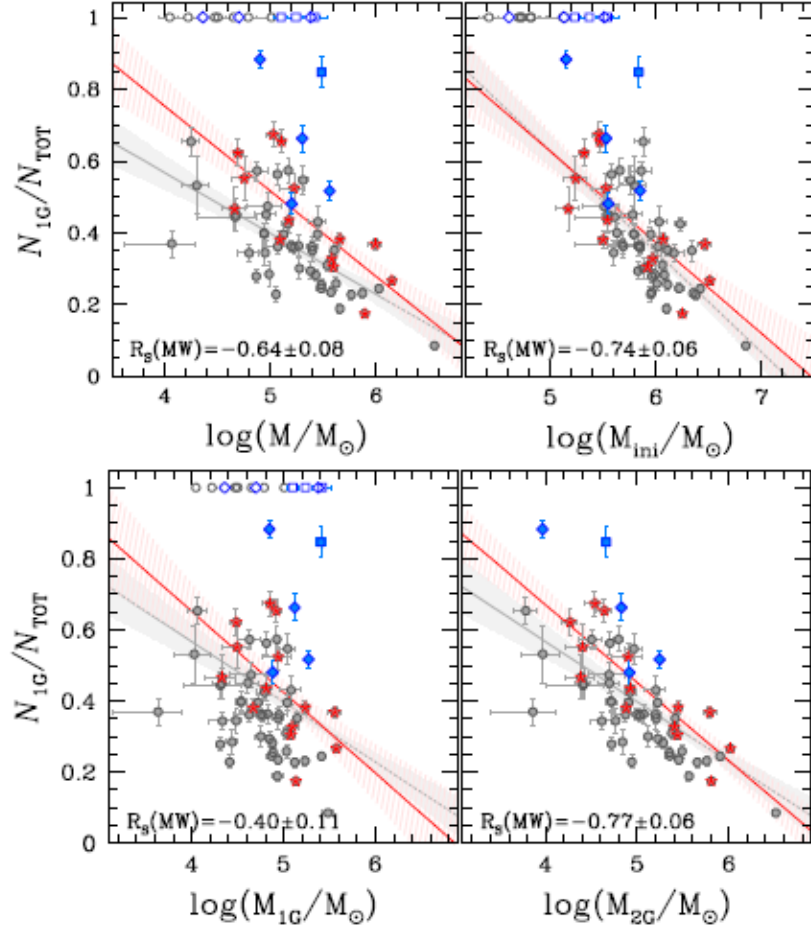


Figura 27: N_{1G}/N_{tot} vs massa attuale GC (in alto a sx), massa iniziale (in alto a dx), massa stelle 1G (in basso a sx), massa stelle 2G (in basso a dx). I punti in blu sono i GCs delle MCs, quelli grigi i GCs della MW con $R_{per} \leq 3.5 \text{kpc}$ e quelli rossi i GCs della MW con $R_{per} \geq 3.5 \text{kpc}$; tratto da Milone et al. (2019)

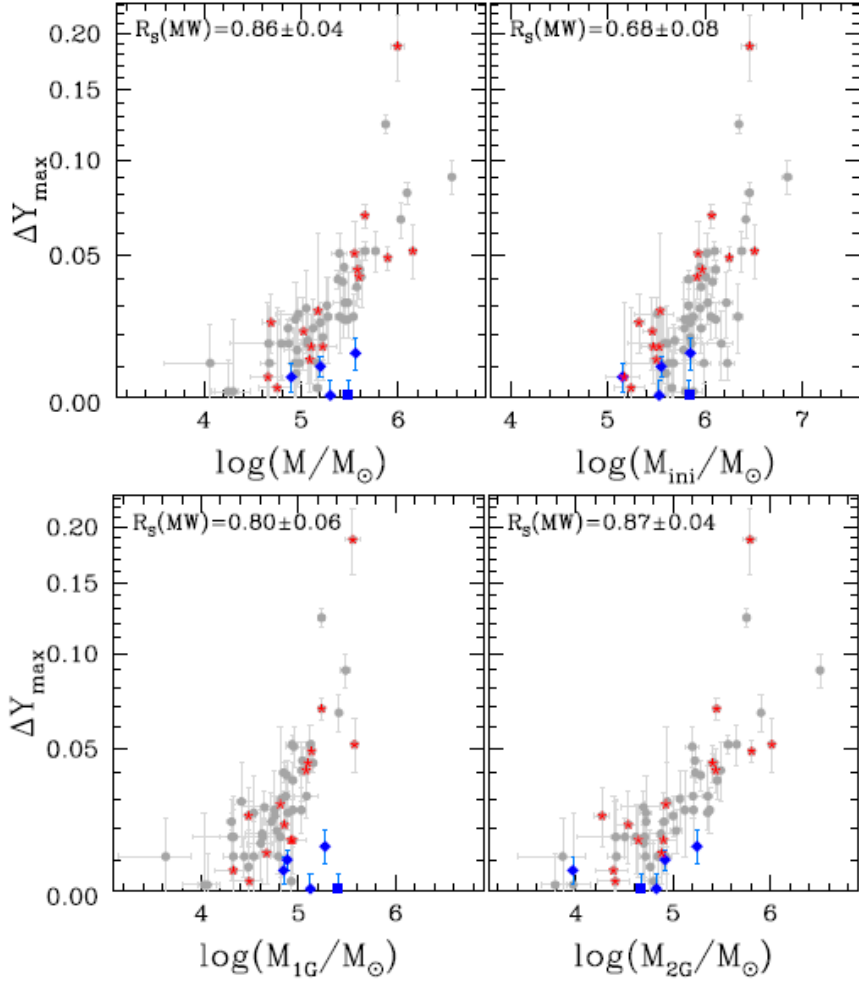


Figura 28: ΔY_{max} vs massa attuale GC (in alto a sx), massa iniziale (in alto a dx), massa stelle 1G (in basso a sx), massa stelle 2G (in basso a dx). I punti in blu sono i GCs delle MCs, quelli grigi i GCs della MW con $R_{per} \leq 3.5$ kpc e quelli rossi i GCs della MW con $R_{per} \geq 3.5$ kpc; tratto da Milone et al. (2019)

Riferimenti bibliografici

- [1] BASTIAN, N. et al., (2013), MNRAS, 436, 2398
- [2] BEDIN, L.R. et al., (2004), ApJ, 605, L125
- [3] CARRETTA, E. et al., (2005), A&A, 433, 597
- [4] CARRETTA, E. et al., (2009), A&A, 505, 117
- [5] COHEN, J.G., (1978), ApJ, 223, 487
- [6] COHEN, J.G., & Meléndez, J., (2005), AJ, 129, 303
- [7] D'ANTONA, F., Gratton, R.G, Chieffi, A., (1983), Mem. Soc. Astron. Italiana, 54, 173
- [8] DE MINK, S.E. et al., (2009), A&A, 507, L1
- [9] DENISSEKOV, P.A., & Hartwick, F.D.A., (2013), MNRAS, 437, L21
- [10] GIELES, M. et al., (2018), MNRAS, 478, 2461
- [11] GRATTON, R.G. et al., (2001), A&A, 369, 87
- [12] KRAUSE, M. et al., (2013), A&A, 552, A121
- [13] MARINO, A.F., et al., (2008), A&A, 490, 625
- [14] MARINO, A.F., et al., (2019), MNRAS, 487, 3815
- [15] MILONE, A.P. et al., (2013), ApJ, 767, 120
- [16] MILONE, A.P. et al., (2015), ApJ, 808, 51
- [17] MILONE, A.P., et al., (2017), MNRAS, 464, 3636
- [18] MILONE, A.P. et al., (2018b), MNRAS, 481, 5098
- [19] MILONE, A.P., (2019), IAU, 351
- [20] MILONE, A.P. et al., (2019), MNRAS, ?
- [21] RAMIREZ, S.V., & Cohen, J.G., (2002), AJ, 123, 3277
- [22] RENZINI, A. et al., (2015), MNRAS, 454, 4197
- [23] RICHER, H.B. et al., (2008), AJ, 135, 2141
- [24] PANCINO, E. et al., (2000), ApJ, 534, L83
- [25] PIOTTO, G. et al., (2007), ApJ, 661, L53
- [26] PIOTTO, G. et al., (2015), AJ, 149, 91
- [27] SHETRONE, M. et al., (2003), AJ, 125, 684