

Alma Mater Studiorum – Università di Bologna

Scuola di Scienze

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Corso di Laurea in Astrofisica e Cosmologia

Tesi di laurea magistrale

# **L'ammasso globulare NGC 6362 e la sua sequenza di Blue Straggler Stars**

Presentata da:  
Erik Iemmi

Relatore:  
Prof. Barbara Lanzoni  
Correlatore:  
Dott. Mario Cadelano

---

Sessione I

Anno accademico 2018-2019



*ai miei nonni*



# Indice

|   |           |
|---|-----------|
| <b>Introduzione</b>                                       | <b>1</b>  |
| <b>1 Gli ammassi globulari</b>                            | <b>3</b>  |
| 1.1 Sguardo d'insieme                                     | 3         |
| 1.2 Esempio di CMD e varie fasi evolutive                 | 5         |
| 1.3 Le Blue Straggler Stars                               | 12        |
| 1.3.1 Cenni storici                                       | 12        |
| 1.3.2 Meccanismi di formazione                            | 12        |
| 1.3.3 Le BSS come indicatori dell'età dinamica del GC     | 16        |
| <b>2 Riduzione dati</b>                                   | <b>19</b> |
| 2.1 Hubble Space Telescope                                | 19        |
| 2.1.1 La struttura del telescopio                         | 20        |
| 2.1.2 Gli strumenti di HST                                | 21        |
| 2.2 Operazioni preliminari                                | 23        |
| 2.2.1 Scaricamento dati                                   | 23        |
| 2.2.2 Correzione per la <i>pixel area map</i>             | 24        |
| 2.3 Fotometria  | 26        |
| 2.3.1 Dataset utilizzati                                  | 26        |
| 2.3.2 Prima rimozione dei raggi cosmici                   | 26        |
| 2.3.3 Daophot IV  | 27        |
| 2.3.4 Individuazione delle stelle e fotometria d'apertura | 28        |
| 2.3.5 <i>PSF-fitting</i>                                  | 29        |
| 2.3.6 Trasformazioni tra le immagini                      | 31        |
| 2.3.7 Fotometria finale (guidata dal filtro F275W)        | 32        |
| 2.4 Astrometizzazione e calibrazione                      | 33        |
| 2.4.1 Astrometizzazione                                   | 33        |
| 2.4.2 Calibrazione  | 34        |
| 2.5 Diagrammi colore-magnitudine                          | 37        |

|          |  |           |
|----------|--|-----------|
| <b>3</b> | <b>Analisi dell'ammasso NGC 6362</b>                       | <b>40</b> |
| 3.1      | Le caratteristiche generali note                           | 40        |
| 3.2      | Le popolazioni multiple in NGC 6362                        | 42        |
| 3.2.1    | Principale evidenza osservativa delle popolazioni multiple | 42        |
| 3.2.2    | CMD a confronto  | 42        |
| 3.2.3    | Le particolarità di NGC 6362                               | 43        |
| 3.3      | Isocrone e stima dell'età dell'ammasso                     | 44        |
| 3.3.1    | Scelta delle isocrone                                      | 44        |
| 3.3.2    | Passaggio alle magnitudini apparenti arrossate             | 44        |
| 3.3.3    | Stima dell'età   | 46        |
| 3.4      | Centro di gravità e profilo di densità                     | 47        |
| 3.4.1    | Determinazione del centro                                  | 47        |
| 3.4.2    | Costruzione del profilo di densità                         | 48        |
| 3.4.3    | Determinazione dei parametri strutturali                   | 49        |
| <b>4</b> | <b>La popolazione di Blue Straggler Stars in NGC 6362</b>  | <b>51</b> |
| 4.1      | Selezione e distribuzione radiale delle Blue Stragglers    | 51        |
| 4.2      | Identificazione delle stelle variabili                     | 55        |
| 4.2.1    | Ricerca delle stelle variabili                             | 56        |
| 4.2.2    | <i>Cross-correlazione</i> con altri cataloghi              | 57        |
| 4.3      | Calcolo delle masse delle BSS                              | 59        |
| 4.4      | Morfologia della sequenza di BSS                           | 62        |
| 4.5      | Confronti con altri ammassi                                | 63        |
| <b>5</b> | <b>Conclusioni</b>   | <b>69</b> |
|          | <b>Bibliografia</b>  | <b>72</b> |

# Introduzione

Questo lavoro di tesi si inserisce nel contesto della caratterizzazione delle popolazioni stellari e dello stato dinamico degli ammassi globulari. Questi sistemi sperimentano molteplici processi di dinamica interna che alterano progressivamente le loro proprietà fisiche e il loro contenuto stellare. In particolare, sono l'habitat naturale in cui possono essere generati oggetti esotici come le Blue Straggler Stars, un tipo di stelle che si formano dalla collisione diretta di due o più astri di sequenza principale, o per il trasferimento di massa in un sistema binario, dove almeno una delle due stelle sta ancora bruciando idrogeno nel nucleo. Essendo stelle più massicce della media, le Blue Stragglers risentono del processo di attrito dinamico, che tende a farle progressivamente migrare verso le zone più interne dell'ammasso. La loro distribuzione radiale, quindi, è un eccellente indicatore dello stato dinamico del sistema ospite (e.g., Ferraro et al. 2012).

In questo lavoro viene analizzato, dal punto di vista fotometrico, NGC 6362, uno degli ammassi globulari di più piccola massa nel quale è stata osservata la presenza di popolazioni multiple, caratterizzate da diverso contenuto degli elementi leggeri (Dalessandro et al. 2014, Mucciarelli et al. 2016, Massari et al. 2017). Il fatto che queste popolazioni siano spazialmente mescolate tra loro suggerisce che NGC 6362 sia un ammasso dinamicamente evoluto (Dalessandro et al. 2014). L'obiettivo principale di questa tesi è quello di utilizzare le Blue Stragglers per fornire una verifica indipendente dello stato avanzato di evoluzione dinamica del sistema. Per questo scopo sono stati utilizzati dati fotometrici ottenuti a partire da osservazioni effettuate con il canale UVIS della camera WFC3 e con il canale WFC della camera ACS del telescopio spaziale *Hubble Space Telescope*, per un totale di 19 immagini in 6 filtri diversi, dal vicino ultravioletto al vicino infrarosso.

Il lavoro è articolato nel seguente modo:

- Nel capitolo 1 viene fornita una breve introduzione sugli ammassi globulari: ne vengono presentate le caratteristiche strutturali, soffermandosi sulla descrizione delle stelle presenti nelle varie parti di un diagramma colore-magnitudine. Vengono inoltre approfondite le Blue Stragglers, che sono oggetto principale di questa tesi.
- Nel capitolo 2 viene introdotto il telescopio spaziale *Hubble Space Telescope* e vengono descritte le tappe che sono state percorse per effettuare la riduzione dati che hanno portato, a seguito delle procedure di astromettrizzazione e calibrazione, alla creazione di un catalogo finale. Infine, vengono presentati alcuni diagrammi colore-magnitudine di NGC 6362.
- Nel capitolo 3 viene descritto l'ammasso globulare NGC 6362 e viene fatto un riepilogo dei lavori presenti in letteratura riguardanti le popolazioni multiple in questo ammasso. Sfruttando il confronto con isocrone di appropriata metallicità,

si ricava una stima dell'età del sistema. Dalla distribuzione delle stelle risolte vengono determinati il centro di gravità e il profilo di densità proiettata dell'ammasso. Attraverso il confronto con la famiglia di modelli di King, vengono infine stimati i principali parametri strutturali (raggio di *core*, raggio di metà massa, ecc.) del sistema.

- Il capitolo 4 è dedicato allo studio della popolazione di Blue Stragglers. La loro distribuzione radiale cumulativa viene confrontata con quella delle altre stelle dell'ammasso. Viene poi effettuata una stima della loro massa tramite proiezione sulla *sequenza principale di età zero* (ZAMS). Infine, viene analizzata la morfologia della sequenza di Blue Stragglers e viene confrontata con quella di altri tre ammassi globulari con caratteristiche simili: NGC 6723, NGC 1261 ed NGC 6809 (M55).
- Nel capitolo 5 vengono riassunti i risultati ottenuti e proposta una possibile interpretazione della peculiare morfologia della sequenza di Blue Stragglers di NGC 6362.

# Capitolo 1

## Gli ammassi globulari

In questo capitolo nella sezione 1.1 viene data una descrizione generale degli ammassi globulari, nella sezione 1.2 viene presentato un diagramma colore-magnitudine e vengono spiegate le varie fasi evolutive delle stelle, e nella sezione 1.3 vengono approfondite le Blue Straggler Stars.

### 1.1 Sguardo d'insieme

Gli ammassi globulari (*Globular Cluster*, GC) sono strutture gravitazionalmente legate che contengono mediamente tra le  $10^4$  e le  $10^6$  stelle. La loro struttura è generalmente sferica, e le masse totali possono variare tra le  $10^4$  e le  $10^6 M_{\odot}$ .

Ci sono circa 160 GC nella nostra galassia, disposti tipicamente nell'alone e nel bulge. Le metallicità tipiche sono subsolari, con valori di  $[Fe/H]$  compresi tra -2 e -1, mentre le età caratteristiche sono comprese tra 10 e 13 Gyr. Ne consegue che alcuni GC hanno un'età comparabile a quella dell'universo, e la loro metallicità estremamente bassa è garanzia del fatto che portino informazioni delle prime fasi di vita della Galassia.

I GC sono il miglior esempio conosciuto di *simple stellar population* (SSP), cioè sistemi stellari formati da stelle coeve e con la stessa composizione chimica iniziale (Renzini & Buzzoni 1986), perciò essi risultano estremamente importanti per gli studi sull'evoluzione stellare.

Sebbene la loro importanza per l'evoluzione stellare non sia messa in discussione, la definizione appena riportata non è però più valida: infatti da diversi anni si è visto che in tutti i GC della MW (e NGC 6362 non fa eccezione) coesistono popolazioni stellari multiple (*multiple populations*, MP) di età e composizione chimica diversa. La differenza d'età è all'incirca di 100 Myr (D'Ercole et al. 2008), perciò del tutto trascurabile rispetto alla vita dell'ammasso, mentre la differenza nella composizione chimica è notevole, in particolar modo per quanto riguarda l'abbondanza degli elementi leggeri (Na, O, C, N ed He). L'abbondanza di ferro non presenta invece grandi variazioni, salvo eccezioni come nel caso di Terzan 5 (Ferraro et al. 2009a).

I GC sono esempi di sistemi collisionali. Un sistema si dice collisionale se il suo tempo di rilassamento ( $t_{rel}$ ) a due corpi è minore del tempo di vita del sistema stesso. Il tempo di rilassamento a due corpi è il tempo scala nel quale le particelle di un sistema (le stelle, nel caso dei GC), a causa delle reciproche interazioni gravitazionali, modificano in modo sensibile le loro orbite iniziali, tanto che la

struttura del sistema stesso non dipende più dalle condizioni iniziali. Il valore di  $t_{rel}$  è inversamente proporzionale alla densità del sistema, ed è stimabile con una semplice e compatta formula:

$$t_{rel} = \frac{0.1 N}{\ln N} t_{cross} \quad (1.1)$$

dove  $t_{cross}$  è il tempo scala caratteristico che una particella del sistema impiega per attraversarlo interamente, mentre  $N$  è il numero delle particelle.

Per un GC tipicamente  $N \sim 10^5$  e  $t_{cross} \sim 10^5$  yr, il che genera un tempo di rilassamento dell'ordine degli 0.1 Gyr, che è molto minore del tempo di vita medio dei GC ( $> 10$  Gyr). Le frequenti interazioni gravitazionali tra le stelle tendono a portare il sistema verso l'equipartizione dell'energia cinetica: ne consegue che le stelle con massa maggiore perdono gradualmente velocità, mentre quelle più piccole ne acquistano. In questo modo gli ammassi dinamicamente evoluti presentano i fenomeni della *segregazione di massa* (stelle più massicce verso il centro) e dell'*evaporazione* (stelle più leggere raggiungono velocità così elevate tali da superare la velocità di fuga ed uscire dal sistema). A causa di questi processi il nucleo perde energia cinetica (cedendola alle regioni circostanti più esterne) e, per il Teorema del Viriale<sup>1</sup>, si contrae. Contraendosi, aumenta la densità di stelle e le interazioni gravitazionali diventano ancora più frequenti, causando una ancor maggiore contrazione del nucleo. Questo processo è quindi autoalimentato e può essere rallentato o interrotto solo da fenomeni in grado di *riscaldare* il nucleo (ovvero aumentare la sua energia cinetica). Questo può avvenire grazie all'interazione tra una stella singola e un sistema binario: le orbite del sistema binario si stringono e viene rilasciata energia che va a contrastare il *core collapse*.

Se un ammasso ha sperimentato o meno questo fenomeno, si capisce analizzando il suo profilo di densità: se esso presenta un *plateau* nelle zone centrali, con una decrescita successiva (curva tipicamente riproducibile con un profilo di King) significa che non c'è stato *core collapse*, viceversa gli ammassi che lo hanno subito presentano, nelle regioni centrali, valori di densità più alti di quelli attesi, e il *plateau* centrale è sostituito da una distribuzione riproducibile con una legge di potenza. In Figura 1.1 sono presentati alcuni esempi dei modelli di King: essi sono modelli monomassa e dipendono dal solo parametro di *concentrazione*, approssimabile come:

$$c = \log \left( \frac{r_t}{r_c} \right) \quad (1.2)$$

dove  $r_c$  è il raggio di *core* (cioè la distanza dal centro alla quale la densità superficiale è metà del valore centrale), e  $r_t$  è il raggio mareale (ovvero la distanza dal centro alla quale la densità delle stelle diventa circa 0).

---

<sup>1</sup> In forma scalare, per sistemi autogravitanti e all'equilibrio, il Teorema del Viriale si può scrivere in questa forma:  $K = \frac{|U|}{2}$ , dove  $K$  è l'energia cinetica del sistema e  $U$  quella potenziale.

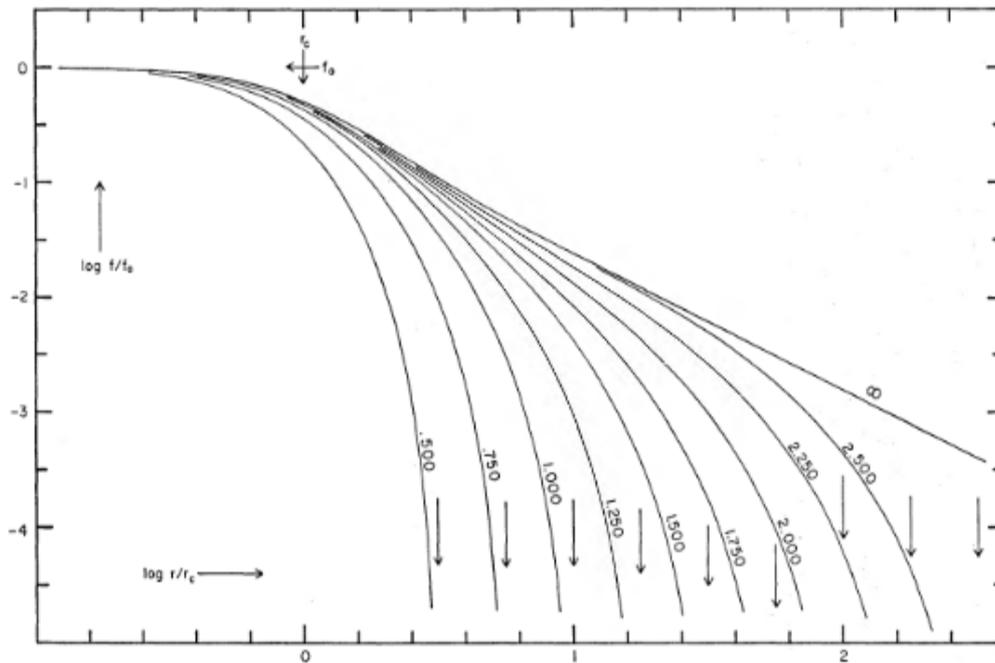


Figura 1.1: Esempi di profili di densità superficiale di King. Le varie curve sono associate a differenti parametri di concentrazione  $c$ . In ascissa il logaritmo della distanza dal centro in unita di  $r_c$ , in ordinata il logaritmo della brillantezza superficiale normalizzata al suo valore centrale. La serie di frecce in basso a destra indica la posizione di  $r_t$  per ognuno dei modelli rappresentati. Grafico tratto da King (1966).

## 1.2 Esempio di CMD e varie fasi evolutive

Essendo molto vicini a delle perfette SSP, i GC vengono utilizzati per studiare le varie fasi evolutive delle stelle, proprio perché sono di fatto una *fotografia* ad un tempo fissato (pari all'età dell'ammasso), di un insieme di stelle praticamente coeve e con omogenea composizione chimica.

Per studiare i GC si analizzano le posizioni delle stelle nei vari diagrammi colore-magnitudine (*color-magnitude diagram*, CMD), che sono il corrispettivo osservativo del diagramma H-R (Hertzprung-Russell), dove al posto della luminosità c'è una magnitudine, e al posto della temperatura superficiale  $T_{\text{eff}}$  c'è un colore (cioè una differenza di magnitudini). Tramite varie combinazioni di filtri si possono creare diversi CMD del medesimo ammasso. Un esempio di CMD è riportato in Figura 1.2.

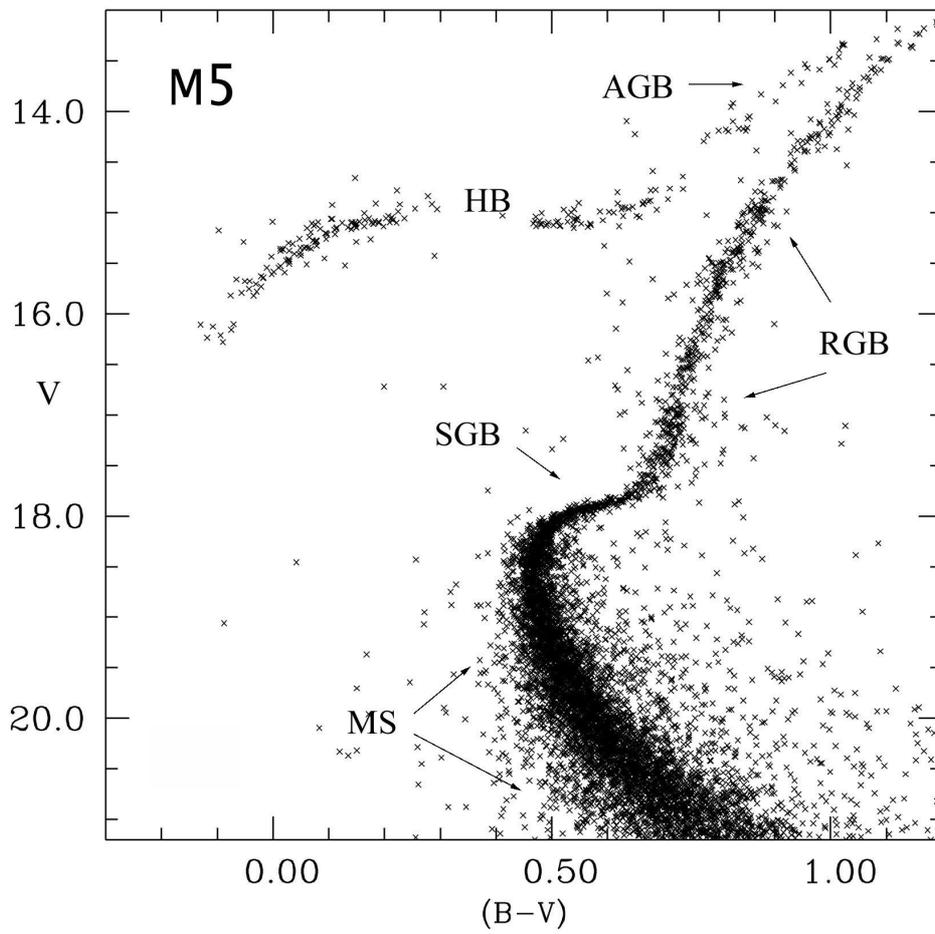


Figura 1.2: CMD in banda ottica del GC M5. Grafico tratto da Sandquist, Bolte & Stetson (1996).

Di seguito sono descritte brevemente le varie fasi evolutive delle stelle. Le tracce teoriche per stelle con masse comprese tra 1 e 15  $M_{\odot}$  sono mostrate in Figura 1.3.

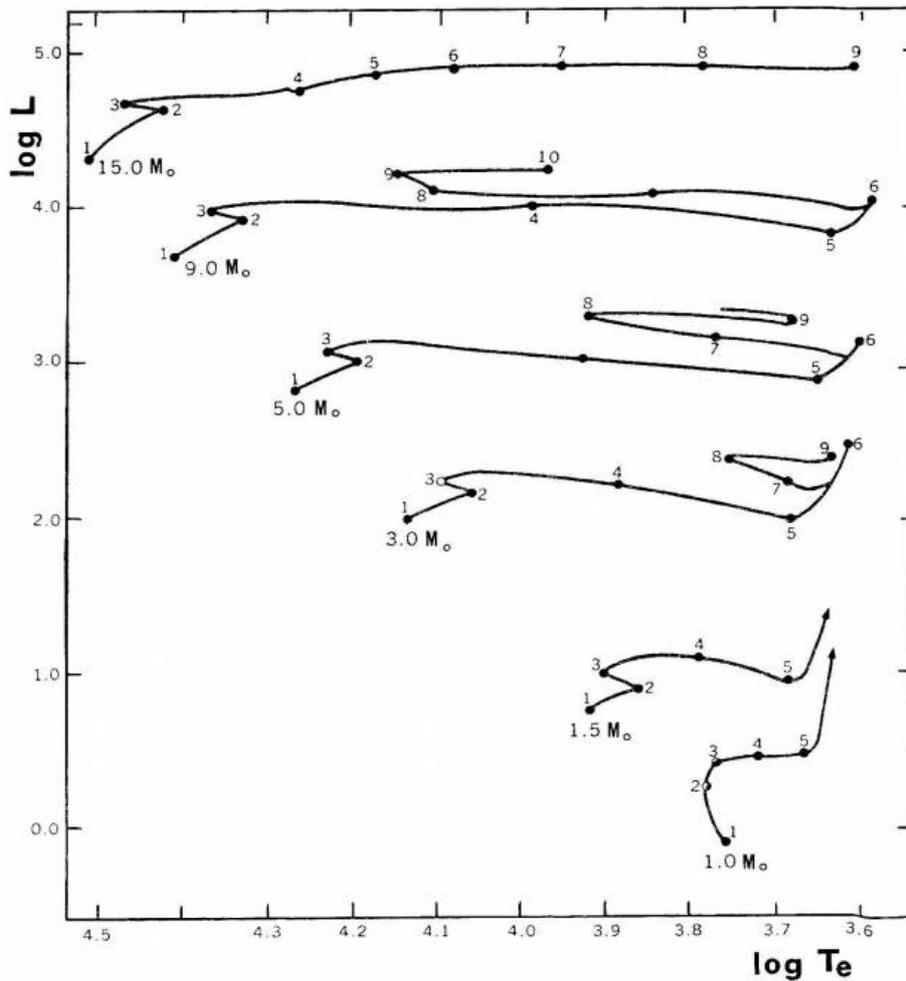


Figura 1.3: Tracce evolutive per stelle con massa compresa tra 1 e 15  $M_{\odot}$ .

### Sequenza principale

Durante le prime fasi di vita le stelle bruciano H nel nucleo per formare He; in questa fase esse si dispongono in una zona del CMD chiamata sequenza principale (*main sequence*, MS), nella quale entrano appena innescano le fusioni termonucleari partendo da una retta chiamata sequenza principale di età zero (*zero age main sequence*, ZAMS). Tutte le stelle con  $M > 0.08 M_{\odot}$  vivono questa fase, le altre terminano la loro vita come nane brune<sup>2</sup>. La permanenza in MS di una stella dipende fortemente dalla massa: più la massa è grande, più veloce sarà questa fase. A seconda della massa cambia il processo principale tramite il quale si brucia H per formare He, e di conseguenza anche la fase successiva:

<sup>2</sup> Le nane brune sono oggetti che hanno una massa troppo piccola e non riescono a sviluppare la temperatura necessaria per innescare le reazioni termonucleari nel nucleo.

- $M < 1.2 M_{\odot}$   
Qui l'H viene trasformato in He grazie alla catena *protone-protone*<sup>3</sup> (PP), e il trasporto dell'energia all'interno del nucleo è di tipo radiativo. Quando l'H nel nucleo non è più sufficiente, la combustione si sposta con continuità in un guscio spesso via via più esterno dove l'H è ancora disponibile.
- $M > 1.2 M_{\odot}$   
L'energia è prodotta dal ciclo CNO<sup>4</sup>, che necessita di una temperatura poco superiore alla catena PP per avvenire. In questi casi all'interno del nucleo il trasporto energetico è convettivo, di conseguenza le regioni limitrofe sono chimicamente rimescolate ed essenzialmente prive di idrogeno, mentre gli strati ricchi di questo materiale si trovano a distanze troppo elevate (ovvero a temperature troppo basse) perché si possano innescare i bruciamenti termonucleari.  
Perciò la stella si contrae e ciò genera un aumento della temperatura (secondo il teorema del Viriale), e nelle tracce evolutive osserviamo una discontinuità verso  $T_{\text{eff}}$  maggiori.

Quando la stella non ha più sufficiente disponibilità di H nel nucleo inizia ad abbandonare la MS. Le stelle che stanno sperimentando questa fase si collocano, nel CMD, nel cosiddetto *turn-off* (il punto più luminoso e più blu della MS ad ogni età).

### Ramo delle sub-giganti

Il ramo delle sub-giganti (*Sub Giant Branch*, SGB) è la fase intermedia tra la MS e il ramo delle giganti rosse (*Red Giant Branch*, RGB). Il bruciamento dell'H avviene in un guscio spesso. Durante questa fase il peso molecolare medio<sup>5</sup>  $\mu$  del nucleo è diverso da quello delle zone più esterne (*envelope*) a causa della differenza delle abbondanze chimiche nelle due zone, perciò per mantenere l'equilibrio idrostatico la stella si espande (in questo modo la sua densità cala). Questa espansione mantiene costante la luminosità, ma causa una diminuzione della  $T_{\text{eff}}$ .

---

<sup>3</sup> Catena di reazioni termonucleari tramite la quale si forma He a partire da H.

<sup>4</sup> Ciclo di reazioni termonucleari che provocano il bruciamento di H in He attraverso l'utilizzo degli elementi C, N ed O come catalizzatori.

<sup>5</sup> Per un gas completamente ionizzato (come quello presente negli interni stellari) il peso molecolare medio può essere espresso come:

$$\mu = \frac{1}{2X + \frac{3}{4}Y + \frac{1}{2}Z}$$

dove X, Y e Z sono le frazioni in massa relative rispettivamente all'H, all' He e ai metalli.

## Ramo delle giganti rosse

La fase di gigante rossa segue una traccia parallela a quella di Hayashi<sup>6</sup>, segno che il trasferimento di energia nella stella è parzialmente convettivo. Questa fase è caratterizzata dal fatto che l'energia è completamente prodotta dal bruciamento di H in He nella shell, che si muove lentamente verso l'esterno assottigliandosi sempre più. Durante questo periodo si presentano due fenomeni degni di nota:

-*1° dredge up*: è un evento di convezione profonda, che può portare in superficie elementi sintetizzati nelle regioni più interne (He, C, N);

-*RGB bump*: da un lato la shell si sta muovendo dall'interno verso l'esterno, dall'altro la convezione superficiale sta penetrando sempre più in basso, omogeneizzando l'abbondanza di H. Quando si incontrano, la shell trova una discontinuità di H, cioè improvvisa abbondanza di combustibile, e questo causa un calo e poi subito un nuovo aumento della luminosità (che è proporzionale a  $\mu^7$ ). Tutto ciò si rispecchia nel diagramma HR come un attraversamento ripetuto di una piccola zona di grafico, nell'RGB, perciò nei CMD queste piccole zone risultano particolarmente dense di stelle perché esse ci passano mediamente più tempo (Figura 1.4).

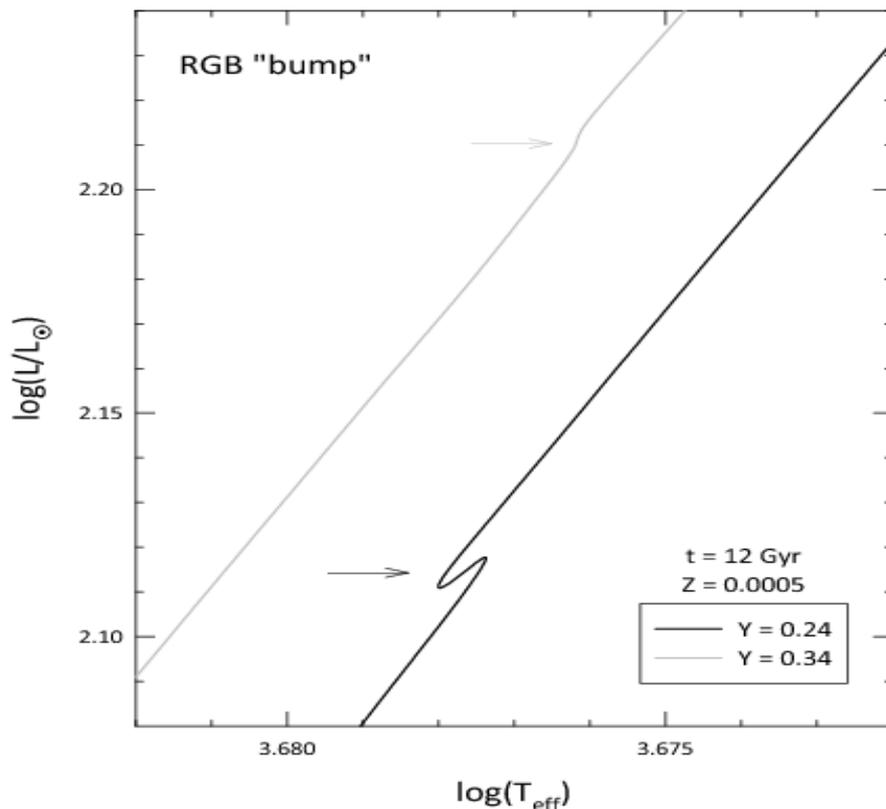


Figura 1.4: Particolare dell'*RGB bump*. La conseguenza del fatto che le stelle attraversano questa zona di diagramma due volte è che essa risulta più popolata. Grafico tratto da Catelan et al. (2010).

<sup>6</sup> Traccia evolutiva che, a fissata massa e composizione chimica, descrive il luogo dei punti di un modello in equilibrio idrostatico e totalmente convettivo.

Il modo in cui l'RGB finisce si differenzia a seconda della massa della stella:

- $M < 0.5 M_{\odot}$   
Per le stelle di massa così piccola non ci sono i presupposti fisici perché esse possano raggiungere il bruciamento dell'He nel nucleo, di conseguenza esse sono destinate a terminare la loro vita come nane bianche (*White Dwarf*, WD) di He.  
Tuttavia, le stelle con massa minore di circa  $0.7 M_{\odot}$  hanno tempi evolutivi di MS superiori al tempo di Hubble e stanno ancora bruciando H in He nel nucleo, pertanto le uniche WD di He osservabili in un CMD non sono il prodotto dell'evoluzione stellare standard, bensì dell'evoluzione di stelle in sistemi binari in cui sono avvenuti processi di trasferimento di massa.
- $0.5 M_{\odot} < M < 2.2 M_{\odot}$   
Le stelle di massa intermedia presentano il nucleo in condizioni degeneri (in ambiente degenerare la pressione non dipende in nessun modo dalla temperatura), perciò per queste stelle aumenta la temperatura, ma non crescendo la pressione, il nucleo non si espande, perciò non si raffredda, e l'aumento della temperatura accelera la produzione di energia attraverso un processo instabile.  
Il risultato è l'innescò del bruciamento dell'He nel nucleo in modo esplosivo (*Helium Flash*); questo avviene quando la massa del nucleo raggiunge il valore di  $0.5 M_{\odot}$ , indipendentemente dalla massa totale della stella.
- $M > 2.2 M_{\odot}$   
In queste stelle il nucleo si presenta in condizioni di gas perfetto, e l'innescò della  $3\alpha$  (catena che brucia He per formare C e O) avviene senza fenomeni esplosivi, al raggiungimento della temperatura necessaria ( $\sim 10^8$  K).

Il punto terminale dell'RGB è l'*RGB tip*, e per stelle di massa intermedia corrisponde alla regione del CMD in cui avviene l'*Helium Flash*.

### **Braccio orizzontale**

Tutte le stelle con  $M > 0.5 M_{\odot}$  innescano la fusione dell'He nel nucleo tramite il processo  $3\alpha$  per formare C e O, assieme al bruciamento contemporaneo di H in He in una shell più esterna; le tracce evolutive sono diverse a seconda della massa:

- $0.5 M_{\odot} < M < 2.2 M_{\odot}$   
Queste stelle hanno tutte sperimentato l'*Helium flash*, di conseguenza per tutte  $M_{\text{core}} \sim 0.5 M_{\odot}$ ; all'istante iniziale di questa fase evolutiva le stelle si collocano in diverse zone di quella che viene generalmente chiamata ZAHB (*Zero Age Horizontal Branch*), una linea orizzontale (quindi con pari luminosità ma diverse temperature superficiali), dalla quale poi le stelle vanno a popolare la sequenza chiamata braccio orizzontale (*Horizontal Branch*, HB). Per ogni stella la posizione di partenza nella ZAHB dipende dal rapporto  $q$  tra la massa del nucleo e la massa totale ( $q = M_{\text{core}}/M_{\text{tot}}$ ), ma poiché la massa del nucleo è la stessa per

tutte, in realtà il ruolo chiave è quello della massa dell'envelope. Stelle con envelope sottile si andranno a posizionare nella regione calda della ZAHB, stelle con envelope spesso andranno invece nella regione fredda, vicino all'RGB.

- $M > 2.2 M_{\odot}$   
Le stelle di grande massa, come detto, innescano il bruciamento di He in condizioni di gas perfetto, e non sperimentano l'*He flash*.  
In una prima fase domina ancora l'energia rilasciata dalla shell, e la stella si sposta verso la parte calda del diagramma HR; a quel punto però inizia a dominare l'energia prodotta nel nucleo con il processo  $3\alpha$  e c'è un nuovo spostamento verso la traccia di Hayashi. Questo fenomeno è noto come *blue loop*.

In generale, qualsiasi sia la massa, quando l'abbondanza di He nel nucleo comincia a calare, le stelle si spostano verso la traccia di Hayashi, dove ha inizio una nuova fase evolutiva, l'AGB (*Asymptotic Giant Branch*).

### **Ramo asintotico delle giganti**

In questa fase evolutiva il nucleo è inerte, e l'energia è prodotta in due shell: in quella più interna si producono C e O a partire da He, e in quella più esterna He a partire da H. Per le stelle di  $M < 8 M_{\odot}$  la fase di AGB si può suddividere in:

- *Early AGB*: quando la shell di He si accende c'è un'espansione degli strati intermedi tra le due shell che fa sì che la shell di H si sposti verso regioni più fredde e si spenga. In questo momento c'è una forte convezione superficiale e può verificarsi il 2° *dredge up*, che può portare in superficie He e N sintetizzati nelle zone più interne (solo per stelle di  $M > 4.6 M_{\odot}$ ).  
Quando si spegne il bruciamento di He nella shell l'espansione degli strati tra le shell si arresta, essi tornano a contrarsi, e ad un certo punto la shell di H raggiungerà una temperatura tale da reinnescare il bruciamento di H in He e si riaccenderà.
- *Thermal pulses AGB*: la riaccensione della shell di H causa il deposito di He nella regione tra le due shell, perciò questa diventa progressivamente degenere; in questo modo al raggiungimento di una massa critica, nello strato più caldo si innesca la  $3\alpha$  in condizione di semi-degenerazione e si ha un flash (simile fisicamente all'*He flash*), che provoca un improvviso aumento di luminosità che porta ad innescarsi la convezione nella regione tra le shell. A causa dei moti convettivi essa si espande e la shell di H torna a temperature troppo basse e si spegne. A quel punto la struttura si contrae, la shell di H torna a temperatura sufficientemente alta e si riaccende.  
Questo processo può ripetersi varie volte ( $\sim 10$ ) e termina con la completa espulsione dell'envelope che avvolge il nucleo di C-O (fase di nebulosa planetaria).  
Progressivamente l'envelope espulso si espande e il nucleo diventa visibile come WD di C-O.

Per quanto riguarda le stelle con  $M > 8 M_{\odot}$  invece la fase di AGB è velocissima ( $\sim 10^3$  Gyr), poiché esse presentano un nucleo di C-O non degenerare e potranno innescare tutte le reazioni fino al  $^{56}\text{Fe}$ , per poi esplodere come supernova di tipo II, lasciando come fossile una stella di neutroni o un buco nero stellare (indicativamente si crea un buco nero se la massa della stella è maggiore di  $24 M_{\odot}$ , ma questo valore è ancora dibattuto).

## 1.3 Le Blue Straggler Stars

I GC, a causa delle numerose interazioni dinamiche che avvengono tra le stelle che li compongono, sono l'ambiente ideale per la formazione di oggetti come le *Blue Straggler Stars*, che sono l'oggetto principale d'indagine in questo lavoro.

### 1.3.1 Cenni storici

Le Blue Straggler Stars (BSS) sono categorizzabili tra i cosiddetti *oggetti esotici*. Sono stelle di MS facilmente individuabili nei CMD perché occupano il prolungamento di essa oltre il turn-off, perciò risultano più luminose e più blu delle stelle di MS *normali*.

Sono state scoperte per la prima volta nel 1953 da A. Sandage, famoso astronomo americano, in seguito ad osservazioni dell'ammasso M3 (Sandage 1953), ma fino al 1990 erano state individuate solo negli ammassi poco densi e si pensava esistessero solo lì.

In realtà questa convinzione derivava solo da un *bias* osservativo sistematico, causato dal problema del *seeing*<sup>7</sup> nelle osservazioni da Terra che non rendeva possibile la risoluzione di questi oggetti nelle regioni più dense degli ammassi.

Dal lancio di *Hubble Space Telescope* in poi si è infatti visto che non solo le BSS sono presenti anche negli ammassi densi, ma che risultano essere più numerose nelle zone centrali di essi, cioè in quelle con la maggiore densità.

### 1.3.2 Meccanismi di formazione

La particolarità dell'esistenza delle BSS sta nel fatto che non ci si aspettava che nei GC esistessero stelle di MS più luminose del turn-off, quindi più massive e all'apparenza più giovani, dato che in questi ambienti le stelle sono all'incirca tutte coeve.

È inoltre evidente, a causa della mancanza di gas freddo, che nei GC non ci può essere stata formazione stellare recente, di conseguenza l'unica possibilità è che le BSS siano nate come stelle *normali*, per poi aver accresciuto la loro massa ad un

---

<sup>7</sup> Con il termine *seeing* ci si riferisce a diversi fenomeni dovuti principalmente all'atmosfera terrestre che peggiorano l'immagine di oggetti astronomici. Le condizioni di seeing per una determinata notte e località descrivono quanto l'atmosfera terrestre perturba (a seconda della turbolenza e della temperatura) l'immagine dei corpi celesti osservati.

certo punto della loro vita.

Ad oggi ci sono due teorie valide per spiegare la formazione di questi oggetti: quella del trasferimento di massa in sistemi binari, che porterebbe alla nascita delle *BSS mass-transfer* (MT-BSS), e quella delle collisioni dirette tra due stelle, che genererebbe le *BSS collisionali* (COLL-BSS).

Le MT-BSS si formano in quei sistemi binari dove una delle due stelle *riempie* il suo *lobo di Roche*<sup>8</sup>, con conseguente innesco di un processo di trasferimento di massa attraverso il punto lagrangiano L1<sup>9</sup>, che porta all'accrescimento di una stella ai danni dell'altra. Questo processo può avvenire facilmente quando una delle due stelle si trova nelle fasi evolutive successive alla MS, in particolare quando una stella si espande (fasi di SGB/RGB e AGB), ma non è da escludere che una MT-BSS possa nascere anche quando le due compagne sono ancora entrambe in MS, se a causa di qualche interazione dinamica il sistema binario si dovesse stringere a sufficienza. La stella che perde massa, a seconda che sia in fase di SGB/RGB o di AGB, diventerà rispettivamente una WD di He o una WD di C-O.

Le COLL-BSS si formano invece dalla collisione vera e propria di due stelle; che ciò accada è assolutamente improbabile negli ambienti non collisionali (come le galassie) mentre nei GC, che sono estremamente densi, questo avviene con regolarità.

I due diversi canali di formazione possono coesistere anche all'interno dello stesso ammasso.

Il meccanismo di *trasferimento di massa* dipende da:

- frazione di binarie  $f_{\text{bin}}$ ;
- evoluzione stellare.

Il meccanismo di *collisione* dipende da:

- rate di collisione (che a sua volta dipende dalla frazione di binarie e dalla densità dell'ammasso).

A causa di questo si ritiene che le COLL-BSS si trovino preferenzialmente nelle zone centrali del GC, dove la densità stellare è maggiore, mentre le MT-BSS si dovrebbero trovare anche nelle zone periferiche.

Dal punto di vista osservativo le due tipologie di BSS possono presentare alcune differenze per quanto riguarda la composizione chimica: ci si aspetta che le COLL-BSS abbiano una chimica del tutto compatibile con quella delle altre stelle dell'ammasso (Lombardi, Rasio & Shapiro 1995), mentre le MT-BSS dovrebbero presentare delle anomalie a causa del deposito di materiale processato e poi accresciuto dalla stella compagna. Si dovrebbe per esempio osservare una carenza di ossigeno e di carbonio rispetto alle stelle normali, se la stella compagna ha prodotto energia tramite il ciclo CNO (Sarna & de Greve 1996).

Un'altra possibile distinzione tra le due tipologie riguarda la rotazione, anche se questa non è un parametro del tutto discriminante: in particolare le MT-BSS

---

<sup>8</sup> Il *lobo di Roche* è una regione di spazio attorno ad una stella che fa parte di un sistema binario all'interno del quale il materiale orbitante è gravitazionalmente legato ad essa.

<sup>9</sup> L1 in un sistema binario è il punto nel quale l'attrazione gravitazionale di una delle due stelle cancella parzialmente quella dell'altra.

dovrebbero essere tutte rotatori veloci, mentre le COLL-BSS potrebbero essere anche rotatori lenti (Lovisi et al. 2013).

Ultima osservazione: in qualche caso è possibile riuscire a identificare la stella compagna della BSS e di conseguenza essa può essere inequivocabilmente classificata come MT-BSS. Non è vero però il contrario, perché se si riesce a escludere, grazie alle osservazioni, la presenza di una stella compagna, resta la possibilità che quest'ultima sia esistita, per poi essere stata persa a causa di interazioni gravitazionali successive alla creazione della BSS o in seguito alla completa fusione delle due stelle che formavano il sistema binario.

## **Doppie sequenze di BSS**

Il fatto che i due meccanismi di formazione possano coesistere anche all'interno dello stesso ammasso è stato riscontrato chiaramente in alcuni casi: in particolare sono noti quelli di M30 (Ferraro et al. 2009b), NGC 362 (Dalessandro et al. 2013) e M15 (Beccari et al. 2019).

Nei CMD di questi tre GC sono state riscontrate due sequenze di BSS nettamente distinte: una denominata *sequenza blu* e l'altra *sequenza rossa*. Come si può vedere in Figura 1.5 per l'ammasso M30, la sequenza blu è ben riprodotta da isocrone collisionali, mentre la sequenza rossa è consistente con la posizione nei CMD del limite inferiore in luminosità per i sistemi binari in fase di trasferimento di massa (questo limite corrisponde alla ZAMS dell'ammasso traslata di  $-0.75$  magnitudini; Ferraro et al. 2009b; Xin et al. 2015).

In conseguenza di ciò, l'interpretazione è che le COLL-BSS popolino la sequenza blu, mentre le MT-BSS quella rossa.

In condizioni normali, a causa dell'evoluzione stellare, col tempo le due sequenze dovrebbero diventare indistinguibili; il fatto invece che esse siano perfettamente distinte fa supporre che, in tempi relativamente recenti, ci sia stato un fenomeno che abbia aumentato di molto l'efficienza di formazione delle COLL-BSS per un breve periodo di tempo. L'interpretazione più accreditata è che il responsabile di ciò sia il *core collapse* che, causando un rapido aumento di densità nelle regioni centrali, dovrebbe favorire la probabilità di collisioni tra stelle.

Questa tesi è avvalorata dal fatto che, dall'analisi dei profili di densità, risulta che i GC M30, NGC 362 e M15 abbiano tutti sperimentato il *core collapse*.

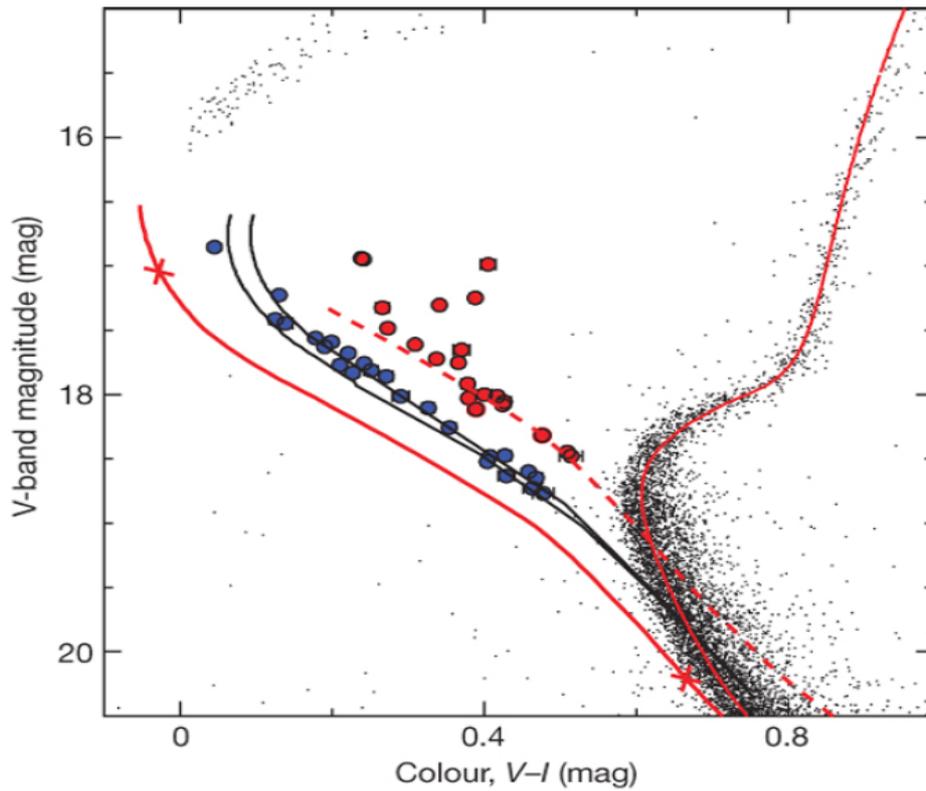


Figura 1.5: CMD ( $V$ ,  $V - I$ ) dell'ammasso M30. In blu e in rosso sono evidenziate le due sequenze di BSS. Le linee rosse continue rappresentano due isocrone di 13 Gyr e 0.5 Gyr (quest'ultima rappresenta la ZAMS dell'ammasso), mentre la linea rossa tratteggiata definisce il limite inferiore entro il quale si possono trovare sistemi binari in fase di trasferimento di massa (la ZAMS traslata di  $-0.75$  magnitudini). Le due linee nere sono isocrone collisionali di 1 e 2 Gyr. Grafico tratto da Ferraro et al. (2009b).

### 1.3.3 Le BSS come indicatori dell'età dinamica del GC

L'età dinamica di un GC non è direttamente legata all'età cronologica di esso, poiché dipende fortemente dai suoi parametri strutturali. Mentre l'età reale ci dice da quanto tempo esiste un ammasso, quella dinamica ci dà informazione sul rapporto tra l'età  $t$  e il tempo di rilassamento a metà massa  $t_{rh}$ : se  $t_{rh} \ll t$  significa che l'ammasso è dinamicamente vecchio, il che significa che la frizione dinamica (cioè quel processo che provoca lo spostamento degli oggetti più massicci verso il centro) ha agito in maniera significativa (Ferraro et al. 2012).

Siccome le BSS sono più massicce delle stelle normali e quindi risentono maggiormente della frizione dinamica rispetto alle altre, possono essere utilizzate per capire quanto gli ammassi siano dinamicamente evoluti; inoltre il fatto che esse siano molto luminose (quindi facilmente rilevabili) le rende uno strumento di facile utilizzo.

Per ammassi dinamicamente giovani ci si aspetta che la distribuzione cumulativa radiale  $\phi$  delle BSS sia confrontabile con quella delle stelle di un'altra popolazione di riferimento: significa che gli effetti dinamici hanno avuto scarso tempo per agire, e che quindi le BSS sono distribuite come le altre stelle all'interno dell'ammasso. Viceversa, per ammassi dinamicamente vecchi ci si aspetta una concentrazione molto più elevata di BSS al centro piuttosto che nelle zone periferiche, e questo causa un valore di  $\phi$  per le BSS più elevato entro un certo raggio rispetto a quello relativo ad un'altra popolazione.

In termini più quantitativi, un indicatore della segregazione di massa può essere il valore del parametro  $A^+$ , definito come:

$$A^+(x) = \int_{x_{min}}^x \phi_{BSS}(x') - \phi_{REF}(x') dx' \quad (1.3)$$

dove  $\phi_{BSS}$  e  $\phi_{REF}$  sono i profili cumulativi radiali rispettivamente della popolazione di BSS e di una popolazione di riferimento, e  $x_{min}$  e  $x$  gli estremi di integrazione.  $A^+$  è quindi l'area compresa tra la distribuzione cumulativa delle BSS e quella di una popolazione di riferimento: più è grande, maggiore sarà l'età dinamica dell'ammasso. In Figura 1.6 si può apprezzare l'andamento di  $A^+$  al variare del rapporto  $t/t_{rh}$ , ottenuto attraverso simulazioni numeriche N-body (Alessandrini et al. 2016).

Per poter confrontare il valore di  $A^+$  tra vari ammassi, esso va sempre calcolato entro un certo raggio caratteristico di riferimento (esempio il raggio di *core*  $r_c$  o il raggio di metà massa  $r_h$ ). Questi raggi sono diversi per i vari GC, e dipendono dal loro profilo di densità (e, se misurati in arcosecondi, anche dalla distanza del GC dall'osservatore).

Utilizzando un campione di 48 GC è stata dimostrata (Ferraro et al. 2018) la correlazione tra la quantità  $A^+$ , calcolata entro il raggio di metà massa  $r_h$ , e il parametro  $N_{relax}$ , che quantifica l'età dinamica del sistema, qui definito come  $N_{relax} = t/t_{rc}$ , dove  $t_{rc}$  è il tempo di rilassamento centrale. La scoperta che esiste una

relazione così stretta tra queste due quantità, che sembra valere per tutti gli ammassi (Figura 1.7), ha dimostrato ancora di più come l'indicatore della segregazione di massa  $A^+$  possa essere usato per stimare l'età dinamica di un qualsiasi GC.

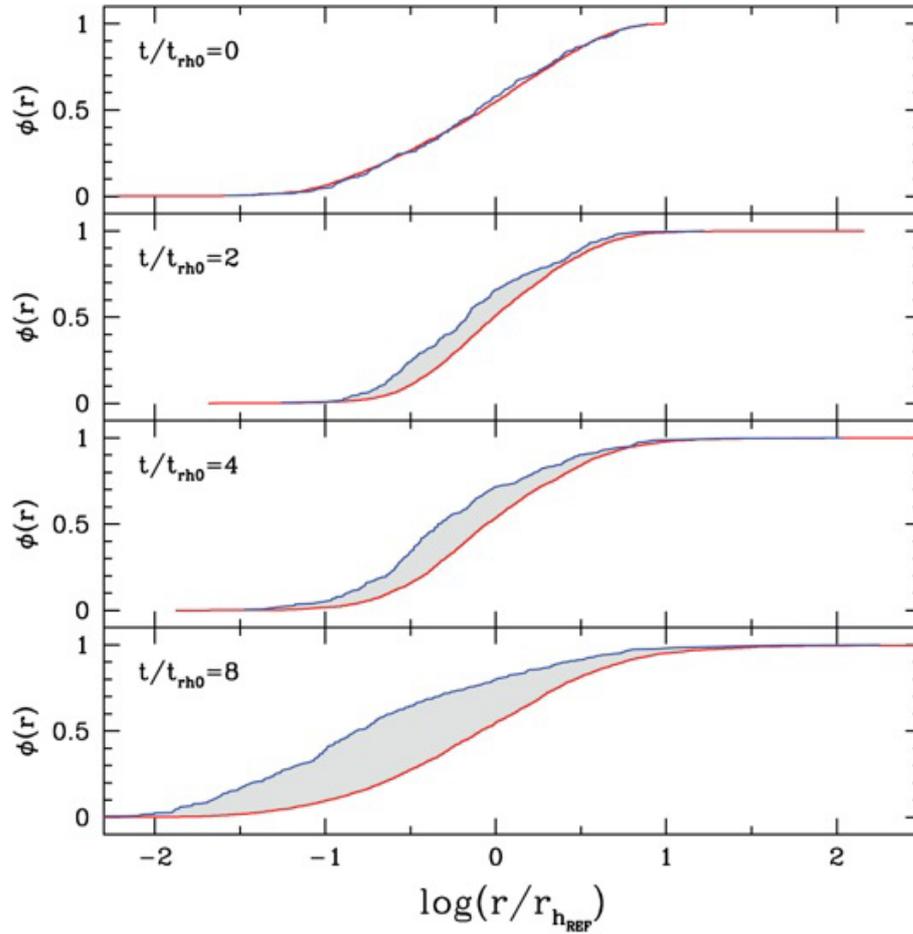


Figura 1.6: Distribuzioni cumulative radiali delle BSS (curva blu) e di una popolazione di riferimento composta da stelle più leggere di un fattore  $\sim 3$  rispetto alle BSS (curva rossa) al passare del tempo (dal primo pannello all'ultimo). Queste distribuzioni sono state ottenute attraverso simulazioni numeriche N-body. Il valore di  $A^+$  cresce al crescere del rapporto  $t/t_{rh}$ , perché la frizione dinamica agisce progressivamente. Grafico tratto da Alessandrini et al. (2016).

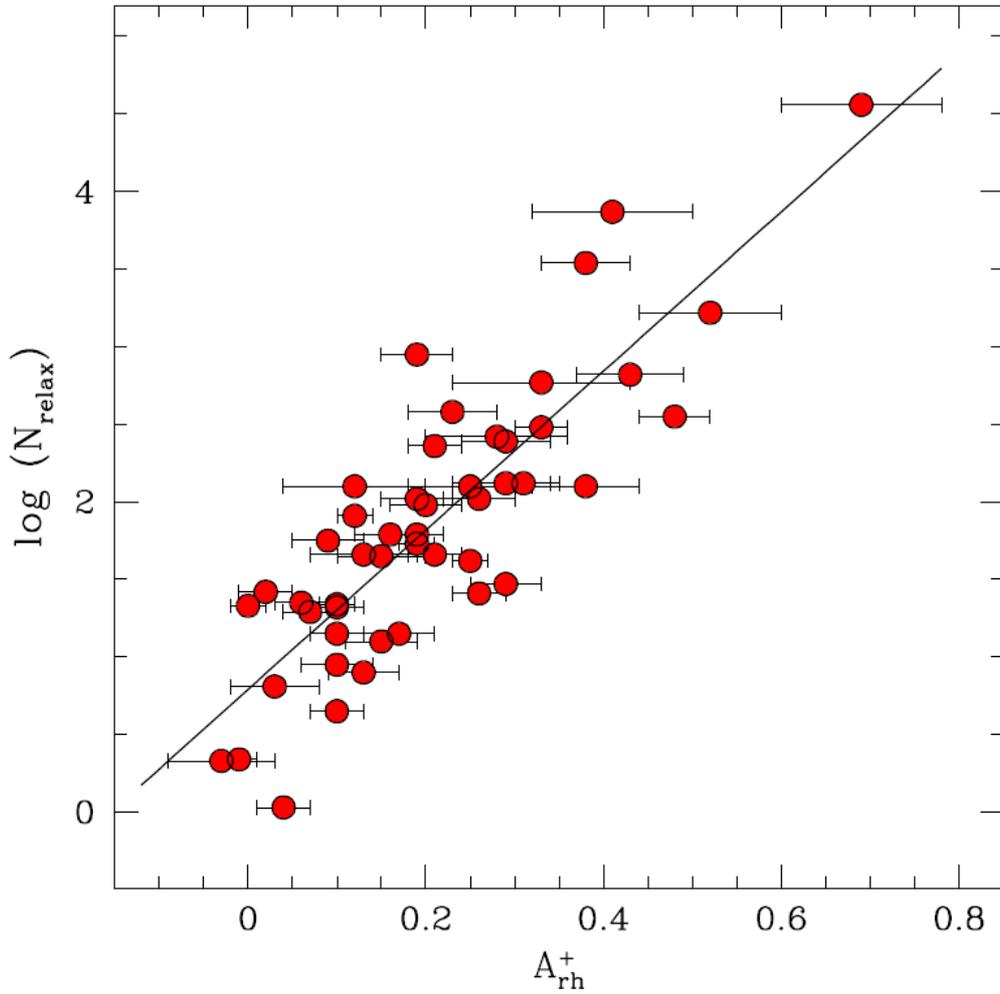


Figura 1.7: Correlazione tra  $N_{relax}$  e la quantità  $A^+$  (calcolata entro il raggio di metà massa), ottenuta dall'analisi di 48 GC. Dal miglior fit dei dati disponibili, è stata ottenuta la seguente relazione:  $\log N_{relax} = 5.1(\pm 0.5) \cdot A_{rh}^+ + 0.79(\pm 0.12)$ . Grafico tratto da Ferraro et al. (2018).

# Capitolo 2

## Riduzione dati

In questo capitolo, dopo un primo paragrafo (sezione 2.1) in cui viene presentato il telescopio spaziale *Hubble Space Telescope*, vengono descritte le varie tappe della riduzione dati che sono state necessarie per ottenere il catalogo che è stato poi utilizzato per l'analisi. In particolare, nella sezione 2.2 vengono spiegate le operazioni preliminari effettuate a partire dai dati originali, nella sezione 2.3 i principali passaggi necessari per la fotometria e nella sezione 2.4 le procedure di astromettrizzazione e calibrazione che hanno portato alla creazione del catalogo finale. Infine, nella sezione 2.5 vengono presentati alcuni CMD che sono stati costruiti a partire da esso.

### 2.1 Hubble Space Telescope

In questo lavoro di tesi sono state analizzate osservazioni effettuate con il telescopio spaziale *Hubble Space Telescope* (HST), del quale è riportata una fotografia in Figura 2.1. È un telescopio spaziale internazionale, costruito grazie ad una collaborazione tra NASA (*National Aeronautics and Space Agency*) ed ESA (*European Space Agency*) a partire dagli anni '70. È stato lanciato nel 1990 ed orbita a circa 550 km dalla superficie terrestre; è operativo ancora oggi e si prevede che resti attivo fino almeno al 2030. Il suo range spettrale comprende ultravioletto, ottico e infrarosso.

Il grande vantaggio di HST rispetto ai telescopi terrestri consiste nel fatto che, essendo posizionato al di fuori dell'atmosfera, le immagini che produce non sono affette dal problema del *seeing*. Ciò garantisce un potere risolutivo nella banda ottica superiore a qualsiasi altro telescopio terrestre, anche se da più di un decennio grazie alla tecnologia dell'ottica adattiva<sup>10</sup> si riescono ad ottenere immagini con risoluzione confrontabile anche tramite osservazioni da Terra.

L'altissima risoluzione spaziale delle immagini HST rende questo telescopio di fondamentale importanza negli studi di ambienti *affollati* come i GC.

---

<sup>10</sup>L'ottica adattiva è una delle moderne tecniche utilizzata dai telescopi terrestri per contrastare l'effetto del *seeing*. Attraverso l'analisi del fronte d'onda di una stella reale o di un fascio luminoso artificiale, si possono correggere in tempo reale le distorsioni causate dalla non omogeneità dell'atmosfera per ricostruire il fronte d'onda reale.



Figura 2.1: Fotografia del telescopio spaziale Hubble Space Telescope, in orbita attorno alla Terra (Credits: ESA).

### 2.1.1 La struttura del telescopio

La struttura esterna di HST (Figura 2.2) è costituita da un cilindro di lunghezza 13.2 m e di diametro 4.2 m; ai lati della struttura portante sono presenti due pannelli solari che permettono di immagazzinare l'energia necessaria per il funzionamento del telescopio.

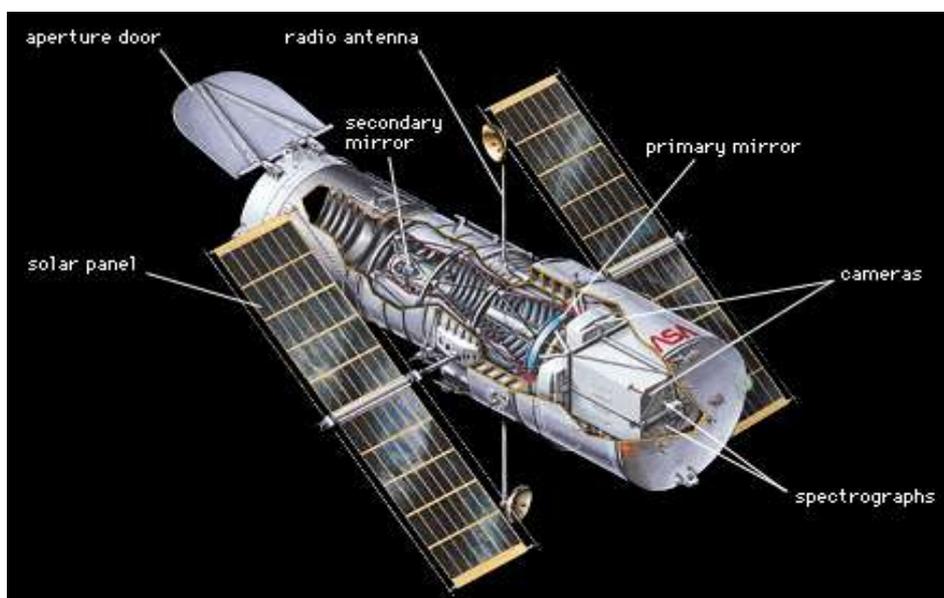


Figura 2.2: Spaccato di HST; sono indicate le principali componenti. (Credits: ESA).

È un telescopio riflettore con montatura Ritchey-Chretien (Figura 2.3), composto da

due specchi (uno primario concavo e uno secondario convesso), rispettivamente di diametri 2.4 m e 0.3 m. La luce viene riflessa dallo specchio primario su quello secondario, dopodiché attraversando una cavità costruita al centro del primario raggiunge il piano focale nel quale è inserito lo strumento che serve per analizzarla.

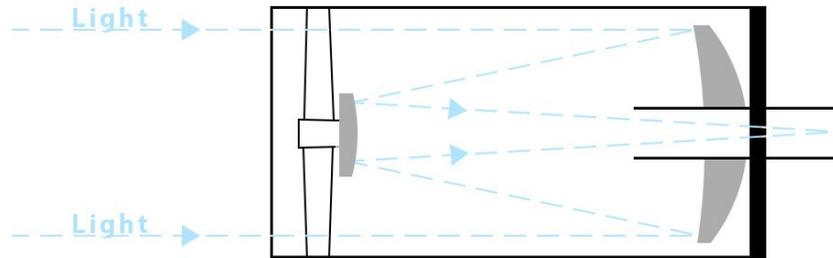


Figura 2.3: Schema ottico di un telescopio Ritchey-Chretien. (Credits: OTP Telescopes).

### 2.1.2 Gli strumenti di HST

HST ha attualmente a disposizione sei strumenti per analizzare la radiazione, ma le immagini utilizzate in questa tesi sono state ottenute dai soli due strumenti *Wide Field Camera 3* (WFC3) e *Advanced Camera for Survey* (ACS), i quali sono descritti in maniera più dettagliata in seguito. Gli altri sono:

- *Fine Guidance Sensors* (FGS): strumenti di puntamento che ricercano stelle guida delle quali utilizzare la posizione come riferimento per i puntamenti di altre sorgenti.
- *Cosmic Origin Spectrograph* (COS): spettrografo che opera nell'UV adatto a studiare sorgenti poco estese. Gli obiettivi principali di questo strumento sono lo studio della formazione e dell'evoluzione di stelle e galassie.
- *Space Telescope Imaging Spectrograph* (STIS): spettrografo sensibile sia all'UV che all'ottico, adatto all'osservazione di sorgenti estese.
- *Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer* (NICMOS): spettrografo che lavora nell'IR. Si presta all'osservazione di zone di formazione stellare.

#### Wide Field Camera 3

La WFC3 è una camera a grande campo di vista, utile per fare fotometria nel range spettrale 200-1700 nm; è stata installata nel 2009, quando ha sostituito la *Wide Field and Planetary Camera 2* (WFPC 2). È composta da due canali ottici differenti, UVIS e IR, dove il primo è sensibile alla radiazione ultravioletta e visibile mentre il secondo a quella infrarossa. In questo lavoro sono state utilizzate immagini prese con il canale UVIS.

Il canale UVIS (all'interno del quale può essere selezionato uno qualsiasi dei

numerosi filtri fotometrici disponibili) copre un campo di vista di  $160'' \times 160''$  (leggermente più grande di quello coperto dal canale IR) e il rivelatore è composto da una coppia di CCD in silicio di dimensioni  $2051 \times 4096$  pixel ciascuno. I due CCD (noti come chip 1 e chip 2) sono allineati lungo il lato lungo, e tra loro è presente una separazione pari a 31 pixel (Figura 2.4). La pixel scale è di  $0.04''/\text{pixel}$ , perciò questa separazione provoca un'assenza nella copertura del campo di vista tra i due chip corrispondente a circa  $1.2''$ .

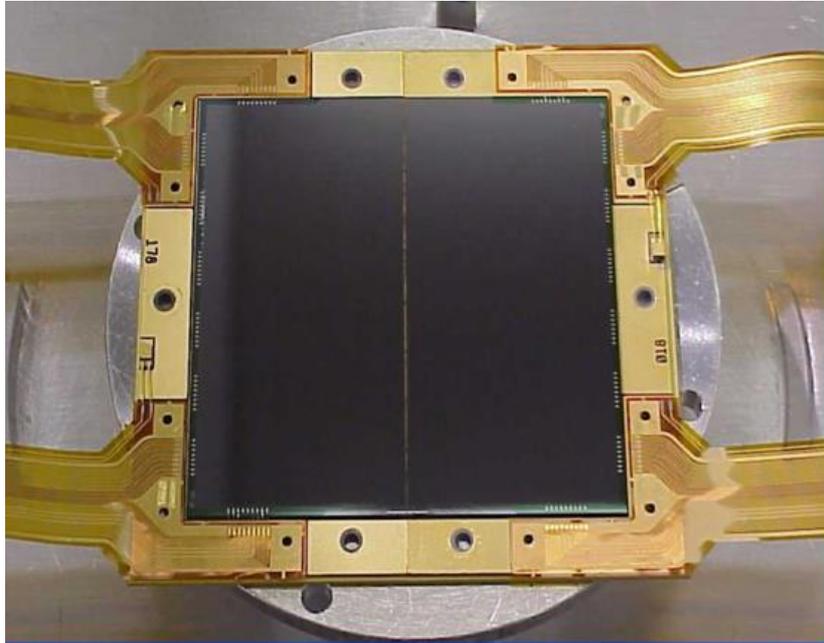


Figura 2.4: Fotografia dei due CCD che compongono il detector del canale UVIS della camera WFC3. (Credits STScI).

### **Advanced Camera for Surveys**

L'ACS è uno strumento operativo su HST dal 2002. Esso è composto da tre camere indipendenti: *Solar Blind Channel* (SBC), *High Resolution Channel* (HRC) e *Wide Field Channel* (WFC). L'SBC è particolarmente adatta per le osservazioni UV poiché riesce a bloccare quasi completamente la radiazione visibile, l'HRC è stata utile (fino al 2007, anno dopo il quale non è più stata operativa a causa di un guasto) per ottenere immagini di zone molto circoscritte ad altissima risoluzione, mentre la WFC si occupa di osservazioni a grande campo nel visibile e nell'infrarosso.

Quest'ultima, grazie alla quale sono disponibili le immagini nei filtri F606W, F658N ed F814W presenti in questo lavoro, copre un campo di vista di  $200'' \times 200''$ , ed è sensibile al range spettrale 3500-11000 nm. Il rivelatore è composto da una coppia di CCD del tutto simili a quelli descritti per la WFC3, mentre la *pixel scale* è di  $0.05''/\text{pixel}$ .

## 2.2 Operazioni preliminari

### 2.2.1 Scaricamento dati

Nel corso di questo lavoro sono stati analizzati tre dataset diversi, che coprono una parentesi temporale di otto anni. In ordine cronologico di osservazione il primo dataset utilizzato (GO10775, P.I.: A. Sarajedini) consiste in due immagini nei filtri F606W e F814W prese il 30/05/2006; il secondo (GO12008, P.I.: A. Kong) in sette immagini (cinque nel filtro F336W e due nell'F658N) prese il 30/03/2011; il terzo (GO13297, P.I.: G. Piotto) in dieci immagini (quattro nel filtro F275W, quattro nell'F336W e due nell'F438W) prese nei giorni 07/01/2014 e 29/03/2014.

Questi dati sono di esclusiva proprietà dell'investigatore principale per un anno, successivamente diventano pubblici ed è possibile scaricarli gratuitamente dall'archivio HST (<https://hla.stsci.edu>).

Sono stati estratti, in formato *FITS* (*Flexible Image Transport System*), i file *flc* e *drz* per tutte le osservazioni di NGC 6362 effettuate con gli strumenti WFC3 e ACS di HST.

I file *flc* contengono immagini a cui sono state applicate le sottrazioni per *bias* e per *dark current*, oltre alla normalizzazione per *flat field*; inoltre esse sono corrette anche per gli effetti dovuti alla CTE (*charge transfer efficiency*), cioè viene applicata una correzione che tiene conto del fatto che l'efficienza di trasferimento delle cariche dai pixel ai registri di lettura nei CCD reali non è del 100%, specialmente dove i pixel sono vicini alla saturazione, quindi in corrispondenza delle sorgenti brillanti. Questo può generare una sottostima del flusso di certe sorgenti, poiché parte della carica può risultare distribuita nella direzione di lettura del CCD (Figura 2.5).

I file *drz* contengono immagini ottenute dalla combinazione delle singole osservazioni e sono corrette per gli effetti delle distorsioni geometriche. Tuttavia, la qualità di queste immagini è degradata rispetto alle altre, perciò esse non sono state utilizzate per la fotometria.



Figura 2.5: Confronto tra un'immagine *flc*, cioè corretta per la CTE (pannello di sinistra), e un'immagine *flt*, cioè non corretta per la CTE (pannello di destra).

### 2.2.2 Correzione per la *Pixel Area Map*

I chip di HST (UVIS1 e UVIS2 per la camera WFC3, WFC1 e WFC2 per la camera ACS) non ricevono la luce in maniera uniforme, poiché a causa delle distorsioni geometriche l'area di cielo *vista* da ciascun pixel non è identica. Ciò rischia di produrre una sovrastima del flusso delle sorgenti dove l'area dei pixel proiettata è maggiore, e viceversa una sottostima del flusso di esse dove l'area proiettata risulta minore. Per ovviare a questo problema è stata operata una normalizzazione, simile a quella che viene fatta per il *flat field*: il valore di ogni pixel in ogni immagine viene moltiplicato per il valore dello stesso pixel presente nelle *immagini di correzione*. Queste immagini sono scaricabili dal sito ufficiale di HST.

La moltiplicazione *pixel x pixel* viene effettuata dalla task IMARITH di IRAF<sup>11</sup>.

In Figura 2.6 viene presentata una mappa dei vettori che mostra gli shift sulla posizione delle stelle indotti dalle distorsioni geometriche.

---

<sup>11</sup> IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) è un software implementato dal *National Optical Astronomy Observatory* (NOAO) adatto alla riduzione di immagini astronomiche.

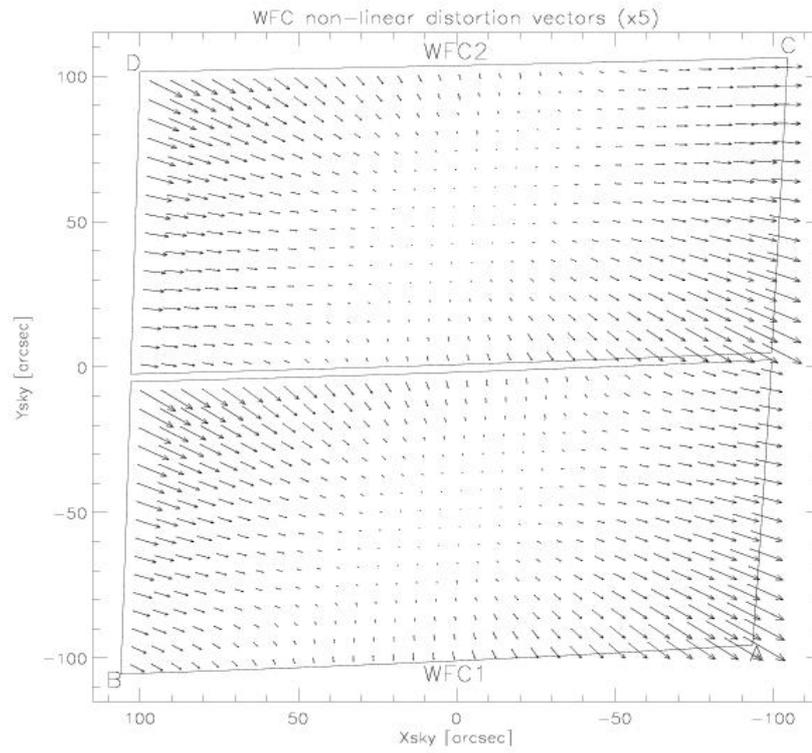


Figura 2.6: Mappa che mostra gli effetti delle distorsioni geometriche sulla posizione delle stelle per entrambi i chip della camera WFC di ACS (Credits STScI).

## 2.3 Fotometria

In questa sezione per prima cosa vengono descritti i *dataset* utilizzati, mentre in seguito vengono spiegate le tappe della riduzione fotometrica, cioè i vari passaggi che hanno portato alla creazione di un catalogo di stelle con associate le posizioni e le magnitudini strumentali per ogni filtro.

### 2.3.1 Dataset utilizzati

Sono state utilizzate immagini ottenute con la camera WFC di ACS e con la camera UVIS di WFC3 nei seguenti filtri:

- F275W (vicino ultravioletto)
- F336W (banda U)
- F438W (banda B)
- F606W (banda V)
- F658N (banda stretta H $\alpha$ )
- F814W (banda I)

Nella seguente tabella sono elencate le caratteristiche delle varie osservazioni:

| Filtro | Strumento | $\lambda$ picco ( $\text{\AA}$ ) | Tempo di esposizione (s) | N° di immagini |
|--------|-----------|----------------------------------|--------------------------|----------------|
| F275W  | WFC3      | 2750                             | 720                      | 2              |
| F275W  | WFC3      | 2750                             | 829                      | 2              |
| F336W  | WFC3      | 3375                             | 323                      | 4              |
| F336W  | WFC3      | 3375                             | 450                      | 5              |
| F438W  | WFC3      | 4320                             | 67                       | 1              |
| F438W  | WFC3      | 4320                             | 68                       | 1              |
| F606W  | ACS       | 5907                             | 10                       | 1              |
| F658N  | ACS       | 6584                             | 750                      | 1              |
| F658N  | ACS       | 6584                             | 766                      | 1              |
| F814W  | ACS       | 8333                             | 10                       | 1              |

Tabella 2.1: caratteristiche delle varie osservazioni.

### 2.3.2 Prima rimozione dei raggi cosmici

Tutte le immagini, in particolar modo quelle con tempi di esposizione molto lunghi, presentano il problema della contaminazione dovuta ai raggi cosmici. I raggi cosmici sono particelle cariche, di varia natura ed energia, che viaggiano nello spazio e, di

conseguenza, colpiscono anche i CCD durante le osservazioni. Essi vanno eliminati per massimizzare la qualità della fotometria delle immagini.

A questo scopo è stato utilizzato l'applicativo `cosmics.py` (disponibile all'indirizzo [https://obswww.unige.ch/~tewes/cosmics\\_dot\\_py](https://obswww.unige.ch/~tewes/cosmics_dot_py)), uno script che, tramite un metodo iterativo, rimuove i raggi cosmici dalle immagini (Figura 2.7).

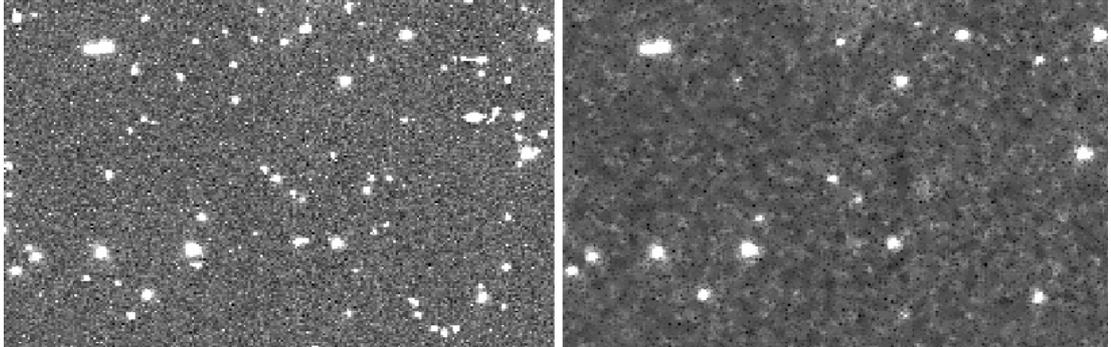


Figura 2.7: Nel pannello di sinistra è mostrata l'immagine originale di una porzione di cielo nel filtro F275W, nel pannello di destra l'immagine della stessa zona, dopo la rimozione dei raggi cosmici.

Questo procedimento è stato ripetuto per tutte le immagini a disposizione. Le immagini ottenute grazie a questa correzione sono state poi utilizzate durante le fasi iniziali dell'analisi fotometrica.

### 2.3.3 DAOPHOT IV

Per effettuare l'analisi fotometrica è stato utilizzato il software DAOPHOT IV. La prima versione di questo programma è stata creata da Peter Stetson per la fotometria di immagini in campi *affollati* come i GC.

DAOPHOT IV necessita di alcuni parametri per lavorare. Di seguito vengono elencati e spiegati:

- **gain**: il fattore di guadagno del detector, cioè quanti elettroni o fotoni servono per produrre un ADU (*analog-to-digital unit*, unità digitali);
- **read noise**: il rumore di lettura, in unità di ADU, di una singola esposizione ottenuta col detector;
- **FWHM** (*full width at half maximum*): la larghezza a metà altezza (in pixel) del profilo di brillantezza delle stelle in una data immagine;
- **high good datum (Hi)**: limite superiore di conteggi, oltre il quale un oggetto non viene considerato;
- **threshold**: limite inferiore, in unità di deviazioni standard ( $\sigma$ ) dei conteggi del background, al di sotto del quale tutto è considerato rumore.

*Gain* e *read noise* dipendono dallo strumento, e sono pari rispettivamente a 2 e<sup>-</sup>/ADU

e 2 ADU per la WFC3, e 2 e-/ADU e 2.5 ADU per l'ACS.

La FWHM, dato che si è lavorato con immagini ottenute da HST, è sostanzialmente uguale per tutte le immagini. Sono state stimate le FWHM per diverse stelle in diversi filtri, e un valore medio è risultato essere 2 pixel, che corrisponde a 0.08" per le immagini WFC3 e a 0.10" per le immagini ACS.

### 2.3.4 Individuazione delle stelle e fotometria d'apertura

L'individuazione delle stelle è stata effettuata tramite la task **DAOFIND** di **DAOPHOT IV**. Essa trova per ogni immagine tutte le stelle con conteggi compresi tra il  $\sigma$  del cielo moltiplicato per il valore di *threshold* e il valore di *Hi*, e produce in output una lista delle sorgenti trovate, con le relative posizioni strumentali X e Y. In Figura 2.8 sono riquadrate tutte le stelle individuate dalla task in questa fase in un'immagine nel filtro F275W.

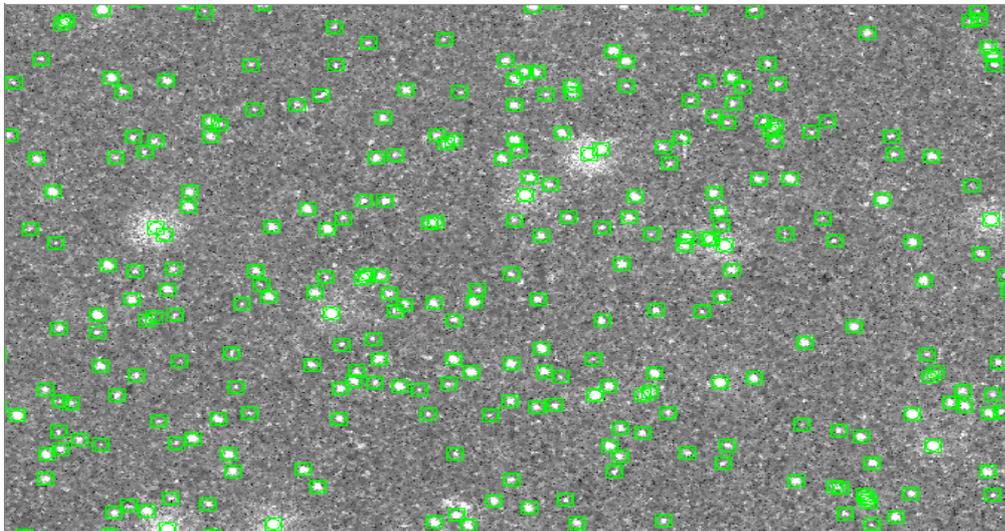


Figura 2.8: Porzione del campo di vista con le regioni (in verde) centrate sulle stelle individuate attraverso **DAOFIND**, per un'immagine nel filtro F275W.

**DAOFIND** effettua anche la fotometria d'apertura, producendo in output un altro file che, per ogni stella, contiene le seguenti informazioni: numero identificativo (id), coordinate X e Y, magnitudini strumentali ottenute con questo metodo per i vari raggi definiti dall'utente (con relativi errori), e valore del fondo cielo trovato.

La fotometria d'apertura è un metodo comunemente utilizzato per calcolare la magnitudine strumentale di una stella isolata; la procedura è semplice, ed è schematizzata in Figura 2.9: si prende un cerchio di apertura almeno 2-3 volte la FWHM centrato sulla stella, e un anello contenente solo il cielo. Dentro il cerchio cadono sia i conteggi della sorgente, sia quelli del background, mentre nell'anello solo quelli del background. La formula per convertire i conteggi in magnitudini è la seguente:

$$m_{inst} = -2.5 \log(ADU_{apertura} - ADU_{cielo}) \quad (2.1)$$

La semplicità di questo metodo si scontra con il suo punto debole principale: questa tecnica funziona bene solo in assenza di *crowding*<sup>12</sup>, cioè solo per stelle isolate. Nei GC, dove la densità stellare è alta, spesso risulta svantaggioso.

A causa di ciò, per stimare le magnitudini strumentali delle stelle, è stato utilizzato il metodo del *PSF-fitting*.

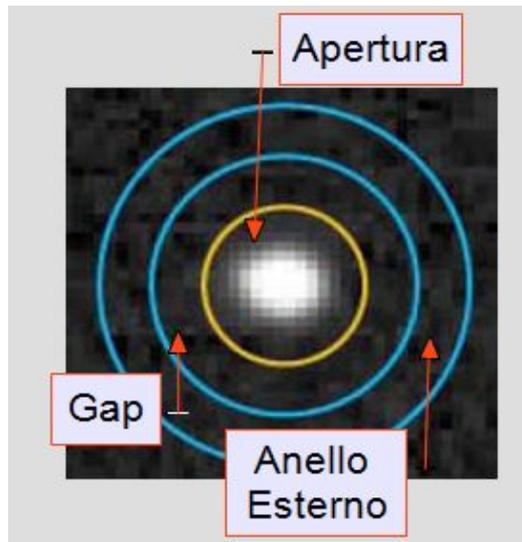


Figura 2.9: Metodo della fotometria d'apertura. Si misurano i conteggi all'interno del cerchio giallo e dell'anello azzurro, dopodiché la magnitudine strumentale si ricava con la formula 2.1.

### 2.3.5 *PSF-fitting*

In questa fase l'obiettivo è quello di creare un modello di PSF per ogni immagine, e siccome esso verrà utilizzato per calcolare la magnitudine di ogni stella, è necessario porre molta attenzione a questo passaggio.

Il software, partendo dalla lista di stelle con associate le magnitudini calcolate tramite il metodo della fotometria d'apertura, opera una procedura iterativa, tramite la quale a ogni iterazione fa il fit del profilo di brillantezza delle stelle con una serie di modelli di PSF, andando poi a eliminare le stelle meno adatte a modellare la PSF (escludendo per esempio quelle vicino ai bordi del campo di vista o vicino a stelle sature).

L'utente deve scegliere il grado di variabilità della PSF all'interno campo di vista, la funzione analitica tramite la quale fare il fit, e il range di magnitudini entro il quale selezionare le stelle sulle quali modellare la PSF.

Per questo lavoro è stata scelta una variabilità della PSF lineare con la posizione

<sup>12</sup> Il problema del *crowding* consiste nel fatto che negli ambienti densi molte stelle non si riescono a risolvere singolarmente perché prospetticamente risultano troppo vicine tra loro.

della stella nel chip, mentre per quanto riguarda la funzione analitica è stata scelta la funzione di Moffat, di seguito esplicitata:

$$f(x) \propto \frac{1}{\left(1 + \left(\frac{x}{\sigma}\right)^2\right)^\beta} \quad (2.2)$$

dove i parametri  $\sigma$  e  $\beta$  dipendono rispettivamente dalla larghezza della curva e dall'altezza delle ali del profilo di brillantezza.

La task che fa questo procedimento è denominata **PSF**, e alla fine delle iterazioni produce in output due file: uno nel quale sono contenuti tutti i parametri della PSF utilizzata e un altro che contiene la lista di tutte le stelle che sono state utilizzate come modello; è opportuno verificare che queste siano effettivamente stelle brillanti, isolate, non sature e distribuite lungo tutto il campo di vista (Figura 2.10).

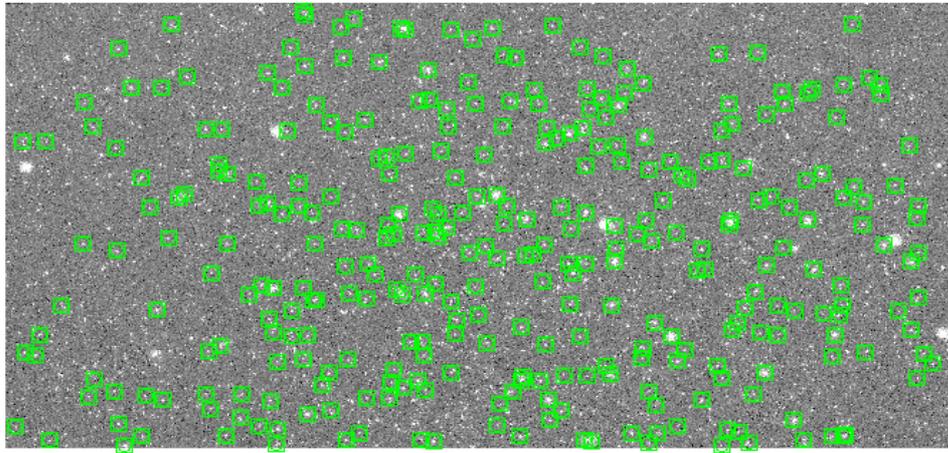


Figura 2.10: Stelle selezionate per costruire il modello di PSF per un'immagine nel filtro F275W.

Ottenuto il modello di PSF per ogni immagine, si procede calcolando la magnitudine strumentale per tutte le stelle trovate in precedenza, attraverso il metodo del *PSF-fitting*.

Per ogni stella l'operazione che viene fatta è la seguente:

$$m_{inst} = -2.5 \log(volume) \quad (2.3)$$

dove il termine *volume* è l'integrale della funzione di *best-fit* del profilo di brillantezza. Questo procedimento viene effettuato tramite la task **ALLSTAR**, che per ogni immagine produce in output due file: uno che per ogni stella contiene le informazioni di posizione, magnitudine (con relativo errore),  $\chi^2$  e *sharpness* (questi ultimi due valori sono indicatori della qualità del fit: più il valore del  $\chi^2$  è piccolo e più il valore di *sharpness* è vicino a 0, migliore è il fit), e un altro contenente l'immagine dei residui, ovvero la stessa immagine di input a cui sono stati sottratti i profili di brillantezza di ciascuna stella nella fase precedente (Figura 2.11).

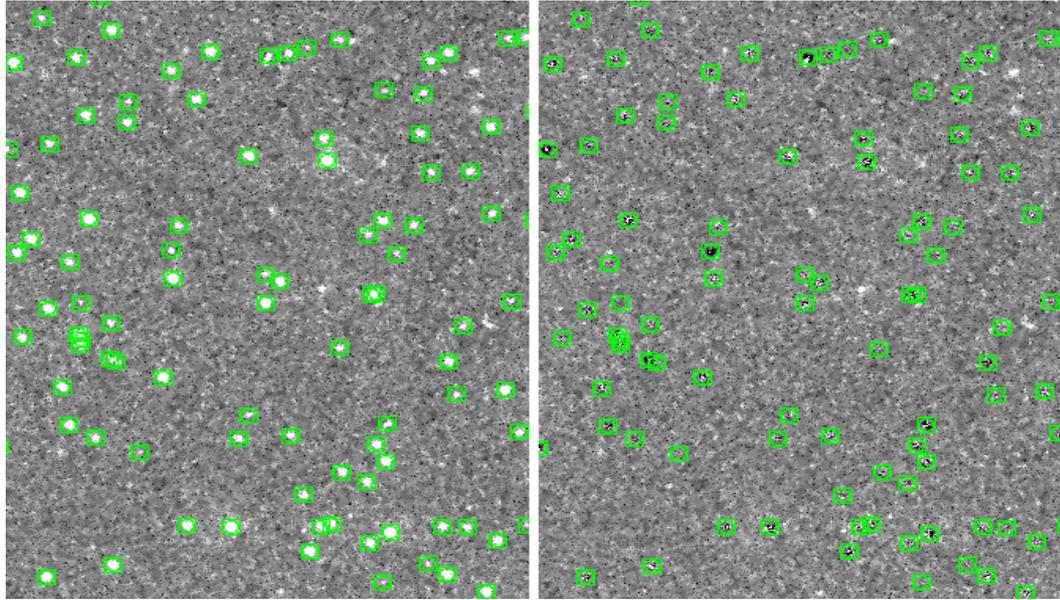


Figura 2.11: Immagini della stessa porzione di cielo nel filtro F275W. A sinistra quella originale, a destra quella dei residui dopo il *PSF-fitting*.

### 2.3.6 Trasformazioni tra le immagini

Le immagini a disposizione non sono tutte relative allo stesso campo di vista, e non presentano tutte la stessa orientazione. Per la fotometria è fondamentale che una determinata stella presente in un'immagine sia riscontrabile in tutte le altre che coprono il campo di vista dove essa è presente.

A questo scopo quello che si fa è operare delle trasformazioni che permettano di passare dal sistema di riferimento di un'immagine a quello di un'altra. La task **DAOMATCH** calcola una prima matrice di roto-traslazione tra di loro. Il passo successivo è *cross-correlare* le immagini attraverso la task **DAOMASTER**: essa, partendo dalle trasformazioni appena derivate, tramite un metodo iterativo ricerca le stelle in comune nelle varie immagini, andando contemporaneamente anche a raffinare le trasformazioni. Al fine di eliminare i raggi cosmici residui, che statisticamente nelle varie osservazioni cadono in zone diverse del CCD, nei vari passaggi si sono scelte di considerare solo le stelle che sono state identificate in un numero di immagini variabile tra due o tre a seconda del numero di osservazioni disponibili nei diversi filtri.

Una volta che sono state identificate tutte le stelle in comune, a seconda della necessità dell'utente, **DAOMASTER** può creare vari tipi di file che saranno descritti in seguito.

### 2.3.7 Fotometria finale (guidata dal filtro F275W)

L'obiettivo principale di questo lavoro di tesi è lo studio delle BSS, perciò è fondamentale operare tutti gli accorgimenti possibili per evitare di non *perderne* alcune a causa di effetti di *crowding*.

Per questo motivo è stato costruito un catalogo di riferimento contenente le stelle rilevate in almeno tre immagini nel filtro ultravioletto F275W, e in corrispondenza della posizione di queste stelle è stato forzato il *PSF-fitting* in tutte le altre immagini tramite la task *ALLFRAME*. In output per ogni immagine viene prodotto un file contenente posizioni, magnitudini, e indicatori di bontà del fit di tutte le stelle.

Usando come riferimento la lista di stelle ottenuta con il filtro F275W viene mitigato l'effetto di *crowding* dovuto alla presenza di stelle giganti e di turn-off, che nei filtri ultravioletti risultano più deboli rispetto a come appaiono nei filtri ottici (Figura 2.12). In tal modo è stato recuperato un buon numero di stelle blu, come le BSS e le WD.

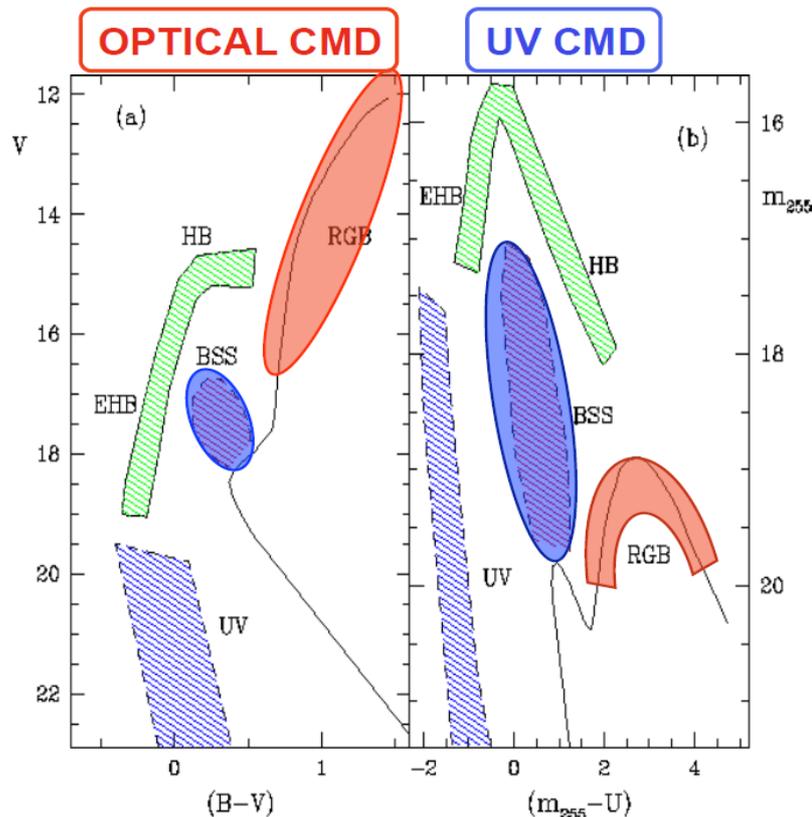


Figura 2.12: Confronto tra un tipico CMD costruito utilizzando filtri ottici (a sinistra) e un tipico CMD costruito utilizzando filtri ultravioletti (a destra). Si può notare come le stelle giganti (RGB) nel CMD ottico siano molto più brillanti rispetto a quanto non lo siano nel CMD ultravioletto. Grafico da Ferraro et al. (2015).

A questo punto sono state combinate con DAOMASTER (partendo dalle trasformazioni già trovate in precedenza) le immagini di ogni filtro, in modo da avere per ognuno di essi un catalogo di stelle con relativa magnitudine media e un catalogo di stelle con la magnitudine misurata in ogni esposizione (questo servirà per studi sulla variabilità). Per finire sono stati combinati tutti i file con le magnitudini medie per ottenere il catalogo finale che contiene tutte le stelle trovate col filtro F275W, con associate tutte le magnitudini negli altri filtri fotometrici.

In questo modo è stato creato il catalogo finale che, una volta astrometrizzato e calibrato, sarà la base su cui verrà fatta tutta l'analisi dati che sarà presentata nei prossimi capitoli.

## 2.4 Astrometrazione e calibrazione

Astrometrazzare un catalogo significa passare dalle coordinate strumentali X e Y alle coordinate assolute RA e DEC (ascensione retta e declinazione), mentre calibrarlo consiste nel convertire le magnitudini strumentali in magnitudini riferite ad un sistema di riferimento standard (in questo caso il VEGAMAG<sup>13</sup>).

### 2.4.1 Astrometrazione

Il primo problema è che le coordinate strumentali contengono delle distorsioni geometriche che devono essere eliminate prima di effettuare la conversione (si veda sezione 2.2.2 e Figura 2.6).

Per fare ciò è stato utilizzato uno script che applica delle trasformazioni alle coordinate strumentali di tutte le stelle, seguendo la procedura descritta da Bellini et al. (2011).

A questo punto si è passati all'astrometrazione: il catalogo in questione è stato *cross-correlato* con un catalogo di riferimento disponibile pubblicamente in *The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic globular clusters* (Piotto et al. 2015). La *cross-correlazione* è stata effettuata tramite il software CataXCorr<sup>14</sup>, che richiede in input due cataloghi (uno dei quali contiene le coordinate assolute RA e DEC) e individua le stelle comuni ad essi.

Una volta che il procedimento è andato a buon fine, ad ogni stella del catalogo viene associata una coppia di coordinate RA e DEC.

---

<sup>13</sup> VEGAMAG è un sistema di riferimento per le magnitudini, dove la magnitudine di Vega è 0 per definizione a tutte le lunghezze d'onda.

<sup>14</sup> CataXCorr è un software ideato per la cross-correlazione di cataloghi stellari. È stato sviluppato da Paolo Montegriffo presso l'INAF-Osservatorio Astronomico di Bologna.

## 2.4.2 Calibrazione

Fino a questo momento si è lavorato con magnitudini strumentali, tuttavia per poter confrontare questo lavoro con altri che si trovano in letteratura, è necessario passare alle magnitudini riferite a un sistema fotometrico standard.

La formula che sta alla base della calibrazione è la seguente:

$$m_{cal} = m_{inst} + 2.5 \log(t_{exp}) + ZP \quad (2.4)$$

dove:

- $m_{cal}$  è la magnitudine calibrata;
- $m_{inst}$  è la magnitudine strumentale;
- $t_{exp}$  è il tempo di esposizione (in secondi);
- $ZP$  è lo *zeropoint fotometrico*, codificato per WFC3 e ACS, che serve per riportarsi al sistema fotometrico di riferimento.

La calibrazione delle magnitudini strumentali dei cataloghi ottenuti in questo lavoro è stata effettuata mediante lo stesso catalogo di riferimento utilizzato nella fase di astromettrizzazione (sezione 2.4.1). Infatti, tale catalogo, oltre a contenere informazioni sulle posizioni delle stelle, contiene anche le magnitudini nei vari filtri calibrate nel sistema fotometrico VEGAMAG. Per ogni filtro sono state ricercate le stelle in comune tramite **CataXCorr**, e si sono determinate le differenze  $\Delta m$  tra le magnitudini strumentali e quelle del catalogo di riferimento.

Sono stati plottati in diversi diagrammi per ogni filtro, i  $\Delta m$  delle stelle in funzione della magnitudine calibrata: come si può notare dalla Figura 2.13, a magnitudini elevate (quindi a basse luminosità), i  $\Delta m$  variano molto tra le stelle, ma è solo un effetto dovuta alla bassa precisione della fotometria. Per calcolare i  $\Delta m$  medi per ogni filtro sono state quindi utilizzate solo le stelle plottate in blu, perciò solo quelle con magnitudini attorno al turn-off, entro i  $3\sigma$  dalla media calcolata.

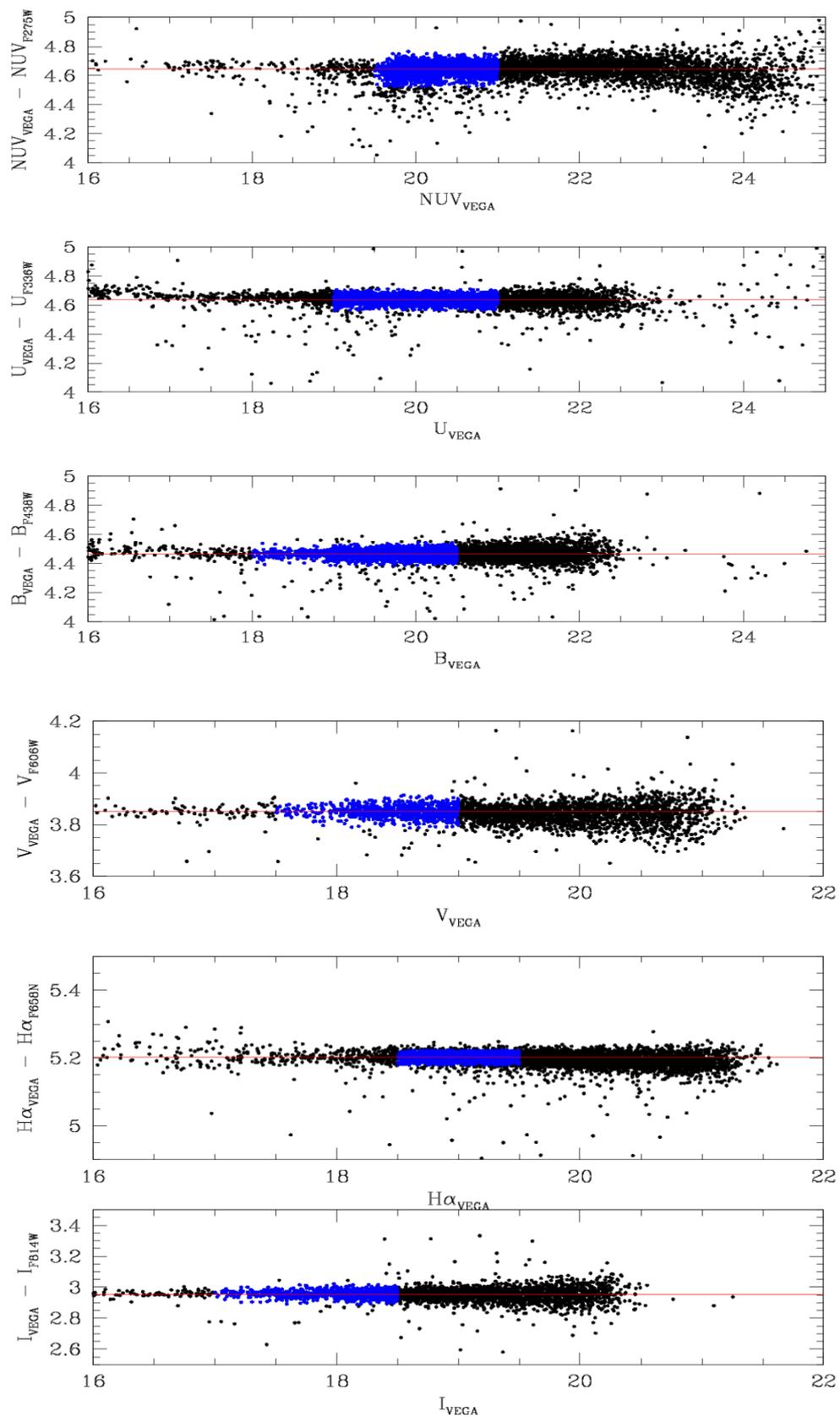


Figura 2.13: Differenza tra magnitudini VEGAMAG e magnitudini strumentali in funzione della magnitudine VEGAMAG per i filtri del WFC3 (primi tre pannelli) e per i filtri dell'ACS (ultimi tre pannelli). I punti blu rappresentano le stelle considerate per calcolare la media, rappresentata dalla linea rossa orizzontale.

Gli shift di calibrazione trovati sono riassunti nella seguente tabella:

| Filtro | Shift ( <i>mag</i> ) | $\sigma$ |
|--------|----------------------|----------|
| F275W  | 4.75                 | 0.04     |
| F336W  | 4.64                 | 0.03     |
| F438W  | 4.47                 | 0.03     |
| F606W  | 3.85                 | 0.02     |
| F658N  | 5.20                 | 0.01     |
| F814W  | 2.96                 | 0.02     |

Tabella 2.2: Shift in magnitudine per ogni filtro, con relativa deviazione standard.

Alla magnitudine di ogni stella in ogni filtro, è stato quindi aggiunto il  $\Delta m$  tabulato. La *cross-correlazione* effettuata ha permesso anche di associare, ad ogni stella, un valore di *membership probability*, cioè una percentuale di probabilità che la stella appartenga all'ammasso. Questi valori sono stati ottenuti attraverso l'analisi del moto proprio di ogni stella, ed erano presenti nel catalogo di riferimento.

A questo punto si ha a disposizione il catalogo finale completo, su cui si possono fare le varie analisi astrofisiche.

## 2.5 Diagrammi colore-magnitudine

Di seguito sono riportati alcuni dei CMD più significativi dell'ammasso NGC 6362, con uno zoom nella zona del turn-off:

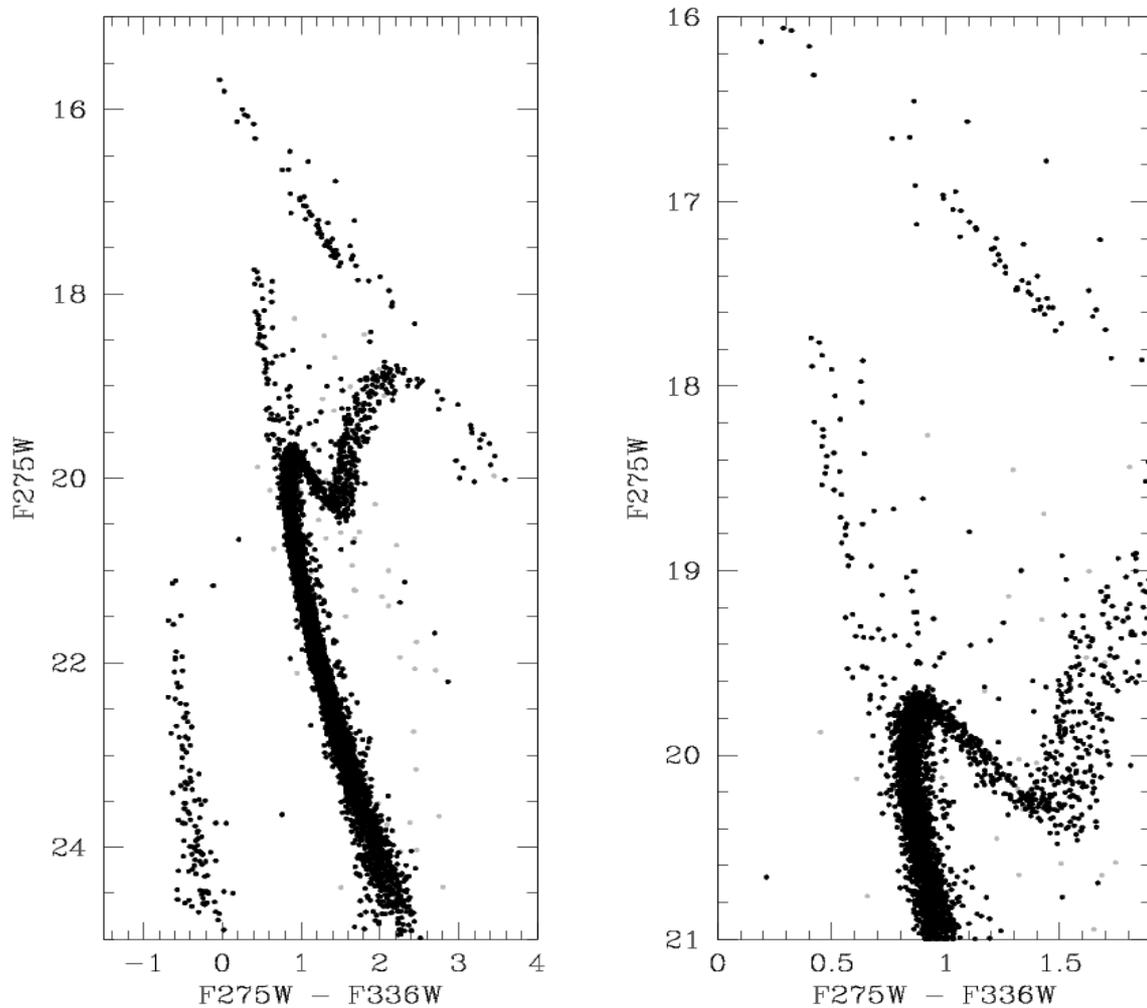


Figura 2.14: CMD (con zoom nella zona del turn-off nel pannello a destra) di NGC 6362 nel colore  $F275W - F336W$  contro la magnitudine nel filtro  $F275W$ . Si può notare la larghezza dell'RGB, evidenza della presenza di popolazioni multiple. La fascia di stelle in alto è l'HB mentre in basso a sinistra c'è la sequenza di WD. Il turn-off nel filtro  $F275W$  è a magnitudine circa 19.8.

Le stelle nere sono le stelle che hanno una probabilità di appartenere all'ammasso (*membership probability*) maggiore del 50%, mentre quelle grigie minore. D'ora in avanti queste ultime verranno considerate non appartenenti all'ammasso e saranno escluse dall'analisi.

Questo diagramma è stato utilizzato per distinguere e isolare le varie sottopopolazioni, come descritto nella sezione 4.1.

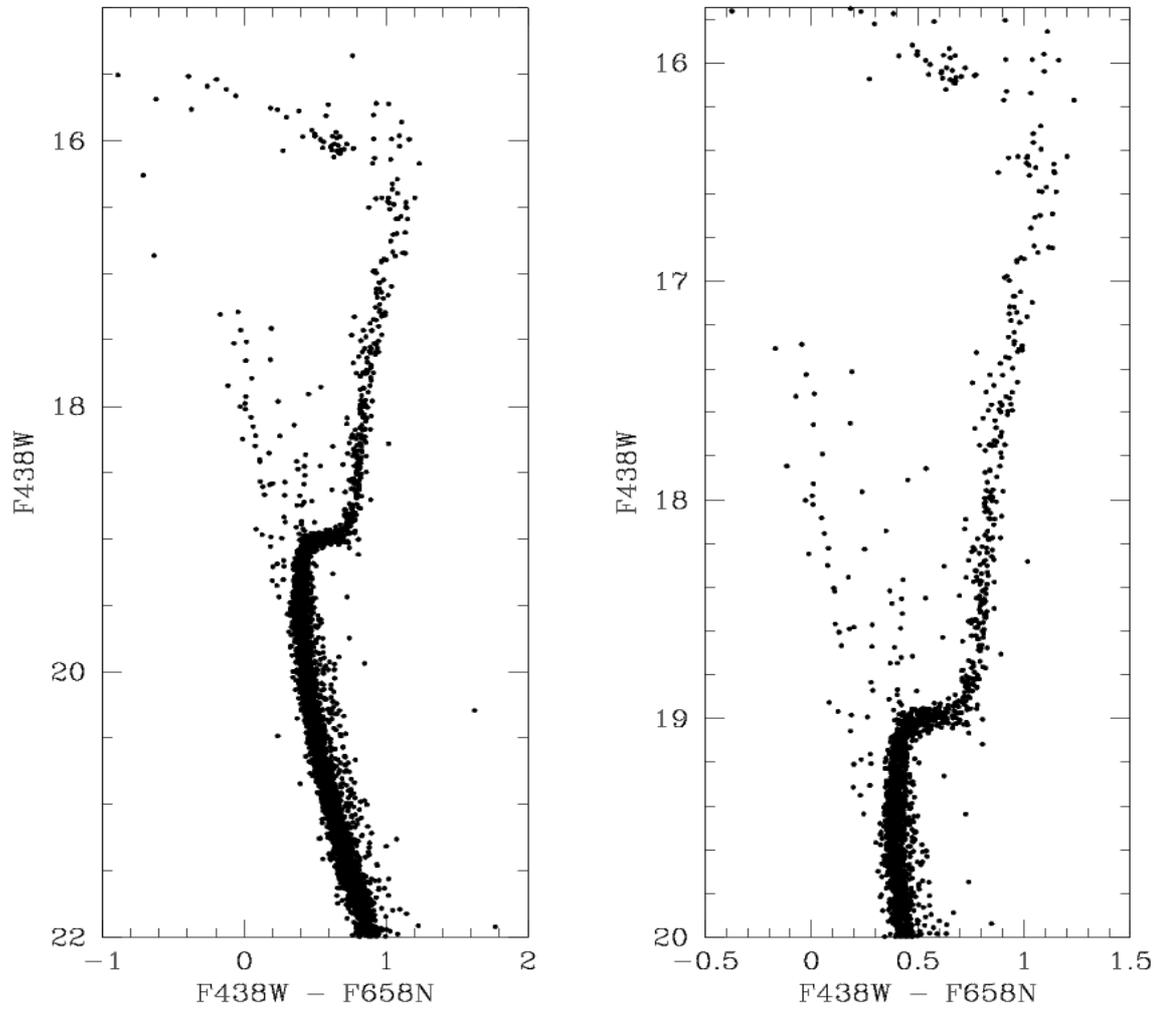


Figura 2.15: CMD (con zoom nella zona del turn-off nel pannello a destra) di NGC 6362 nel colore  $F438W - F658N$  contro la magnitudine nel filtro  $F438W$ . Questo CMD contiene un filtro dell'ACS e uno della WFC3. L'HB risulta meno esteso in colore, mentre l'RGB appare meno largo.

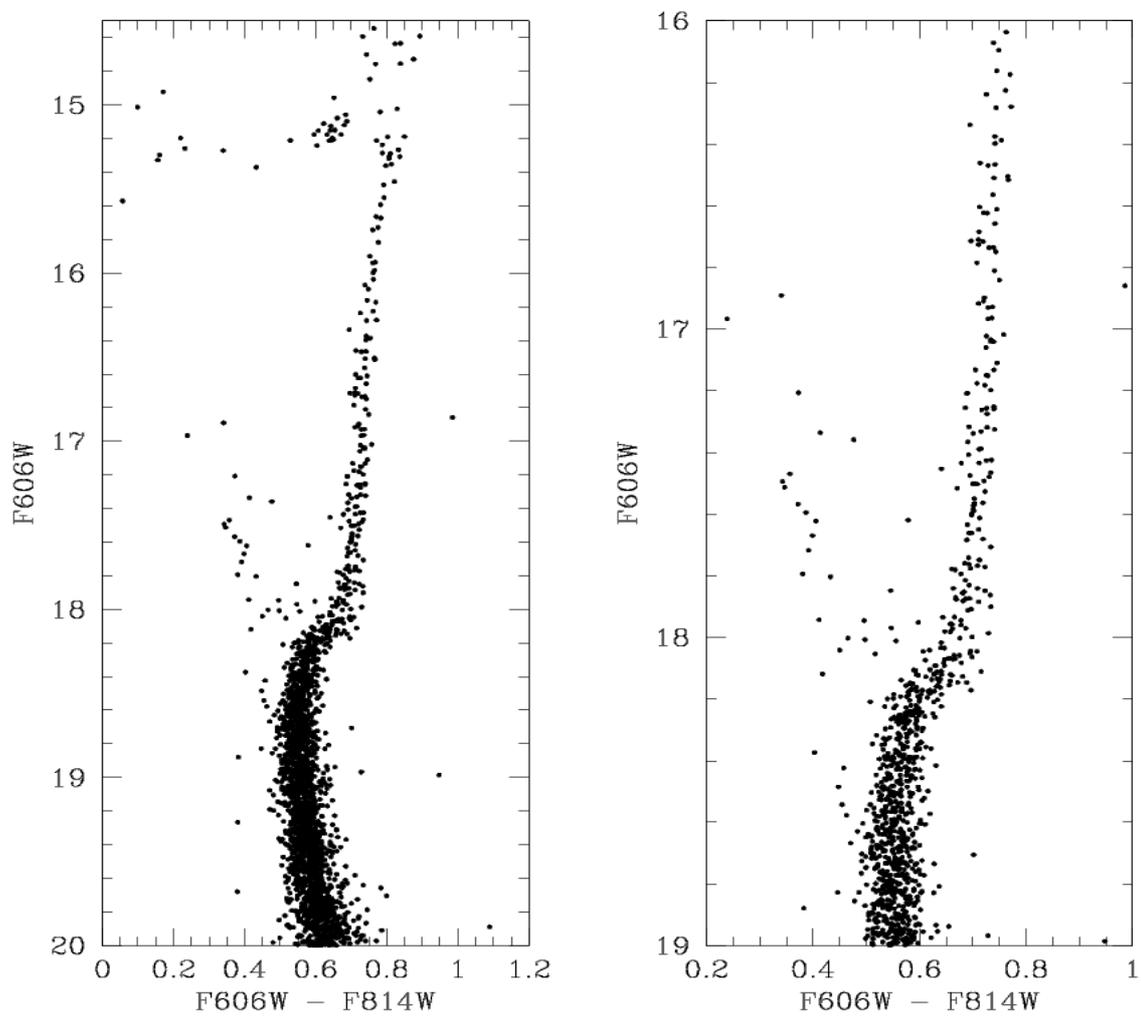


Figura 2.16: CMD (con zoom nella zona del turn-off nel pannello a destra) di NGC 6362 nel colore  $F606W - F814W$  contro la magnitudine nel filtro  $F606W$ . È un classico CMD ottico, e presenta caratteristiche simili a quello nella pagina precedente.

# Capitolo 3

## Analisi dell'ammasso NGC 6362

In questo capitolo vengono elencate le caratteristiche principali del GC NGC 6362 (sezione 3.1), viene affrontata la questione delle sue popolazioni multiple sulla base dei recenti studi pubblicati in letteratura (sezione 3.2), dopodiché vengono visualizzate le isocrone e viene proposta una stima dell'età dell'ammasso sulla base di esse (sezione 3.3). Nella sezione 3.4 viene calcolato il centro del GC e viene costruito il profilo di densità dell'ammasso per ottenere i parametri strutturali.

### 3.1 Le caratteristiche generali note



Figura 3.1: Immagine a multifrequenza di NGC 6362 ottenuta con HST. (Credits: ESO).

NGC 6362 è un GC dell'alone della MW, con una massa attuale pari a  $M_{\text{tot}} = (5.3 \pm 1.5) \times 10^4 M_{\odot}$  (Dalessandro et al. 2014), ma è quasi certo che in passato abbia subito una perdita di massa molto significativa, dal momento che nello scenario proposto da D'Ercole et al. (2008) la massa primordiale del sistema doveva essere di circa  $2 \times 10^5 M_{\odot}$ .

Oltre ad essere poco massivo è anche estremamente poco denso, perciò utilizzando un telescopio ad altissima risoluzione come HST, i problemi di *crowding* e quindi di possibile incompletezza vengono ridotti al minimo.

La distanza di NGC 6362 dal Sole è di 7.6 kpc (Harris 1996). La sua metallicità è medio-alta, e misurata in  $[\text{Fe}/\text{H}]$  risulta essere  $-1.07 \pm 0.01$  dex (Massari et al. 2017). L'eccesso di colore vale 0.063 (Arellano Ferro et al. 2018).

Queste e altre caratteristiche di NGC 6362 sono elencate nella tabella seguente:

|                           |                        |   |
|---------------------------|------------------------|---|
| Ascensione Retta (centro) | RA                     | $17^{\text{h}}31^{\text{m}}55^{\text{s}}$ |
| Declinazione (centro)     | DEC                    | $-67^{\circ} 02' 50''$                    |
| Longitudine Galattica     | $l$                    | $325^{\circ} 33' 00''$                    |
| Latitudine Galattica      | $b$                    | $-17^{\circ} 34' 12''$                    |
| Massa totale              | $M_{\text{tot}}$       | $(5.3 \pm 1.5) \times 10^4 M_{\odot}$     |
| Distanza                  | $d$                    | 7.6 kpc                                   |
| Età                       | $t$                    | $12.5 \pm 0.5$ Gyr                        |
| Metallicità               | $[\text{Fe}/\text{H}]$ | $-1.07 \pm 0.01$ dex                      |
| Eccesso di colore         | $E(\text{B}-\text{V})$ | 0.063                                     |
| Modulo di distanza        | $(m-M)_0$              | 14.4                                      |
| Concentrazione            | $c$                    | 1.07                                      |
| Raggio di <i>core</i>     | $r_c$                  | 75"                                       |

Tabella 3.1: Elenco delle principali caratteristiche di NGC 6362.

Le coordinate del centro dell'ammasso, l'età, il parametro di concentrazione e il raggio di *core* sono stati stimati durante questo lavoro. Longitudine e latitudine galattica sono state ottenute da Harris (1996).

## 3.2 Le popolazioni multiple in NGC 6362

Sebbene in questo lavoro non ci si sia soffermati sullo studio delle popolazioni multiple, esse sono il motivo principale per il quale questo ammasso è stato studiato nell'ultimo lustro. In questo paragrafo viene spiegato brevemente il problema delle popolazioni multiple in NGC 6362.

### 3.2.1 Evidenza fotometrica osservativa delle popolazioni multiple

Una delle evidenze fotometriche più comuni quando si è in presenza di popolazioni multiple è l'allargamento dell'RGB nei CMD costruiti utilizzando certe combinazioni di filtri ottici e UV. Questo effetto è causato dal fatto che nel range  $3000 \text{ \AA} < \lambda < 4000 \text{ \AA}$  sono rilevabili le variazioni delle abbondanze di C e di N attraverso gli assorbimenti delle bande molecolari CN ed NH presenti in questa zona dello spettro ed osservabili in maniera significativa solo in stelle in fase di RGB (Sbordone et al. 2011). È comunemente accettato che la scarsità di C, N e Na sia associata ad una prima generazione di stelle (FG, *first generation*), mentre la ricchezza di questi tre elementi ad una seconda generazione di stelle (SG, *second generation*) formatesi durante le prime centinaia di migliaia di anni dal momento di formazione dell'ammasso (D'Ercole et al. 2008; Carretta et al. 2009).

L'idea più comunemente accettata sulla formazione delle MP nei GC sostiene che le stelle di SG si siano formate dallo stesso gas primordiale che ha formato le FG, inquinato da ciò che è stato emesso dalle stelle più massicce della FG.

All'interno di questa struttura generale esistono quattro scenari principali che cercano di spiegare quali possano essere le stelle maggiormente responsabili dell'iniezione di elementi leggeri nel gas dell'ammasso in tempi così rapidi. I vari scenari vedono come protagoniste: stelle di AGB (D'Ercole et al. 2008), stelle massicce (20-120  $M_{\odot}$ ) con alta velocità di rotazione (Decressin et al. 2007), stelle binarie massicce (De Mink et al. 2009) e stelle supermassicce ( $M > 10^4 M_{\odot}$ ) (Denissenkov & Hartwick 2014; Denissenkov et al. 2015).

Tuttavia, ognuno di questi modelli ha qualche punto debole, e nessuno riesce ancora a spiegare simultaneamente tutte le evidenze osservative (Bastian et al. 2015).

### 3.2.2 CMD a confronto

Per introdurre la questione delle MP in NGC 6362 vengono presentati a confronto (Figura 3.2) i CMD (F606W, F606W – F814W) e (F336W, F336W – F606W) ottenuti da Dalessandro et al. (2014).

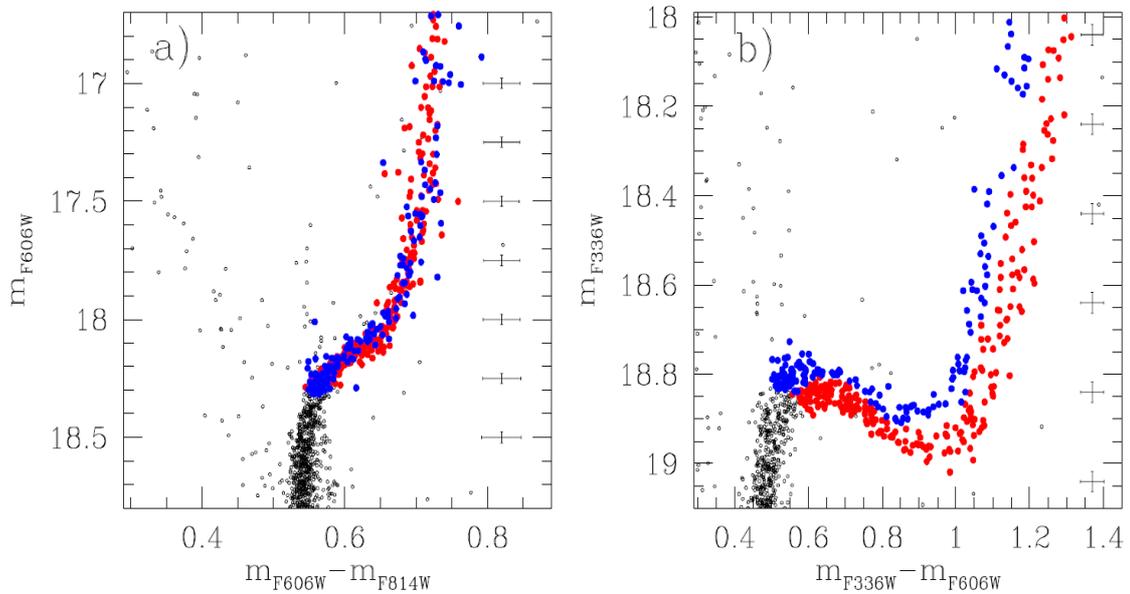


Figura 3.2: Zoom sulla zona dell'RGB nei CMD (F606W, F606W – F814W) e (F336W, F606W – F336W) di NGC 6362. Le stelle rosse sono quelle di FG, quelle blu di SG. Diagramma tratto da Dalessandro et al. (2014).

Nel CMD ottico a sinistra l'RGB appare stretto, e si potrebbe evincere in maniera errata che non siano presenti MP in NGC 6362. Nel CMD a destra invece, dove è stato utilizzato il filtro F336W, l'RGB acquisisce una larghezza significativa, ed è stato possibile distinguere e isolare una sequenza rossa popolata da stelle di FG e una blu popolata da stelle di SG.

Sulla base di questo lavoro, Mucciarelli et al. (2016) hanno dimostrato con un'analisi spettroscopica accurata, che i due rami dell'RGB di NGC 6362 identificati da Dalessandro et al. (2014), rispecchiano effettivamente differenze chimiche nell'abbondanza di Na (il ramo rosso è composto da stelle *Na-poor*, quello blu da stelle *Na-rich*), mentre per quanto riguarda l'abbondanza di Fe non si registrano differenze sostanziali.

### 3.2.3 Le particolarità di NGC 6362

Che non tutti i GC fossero semplificabili come SSP era chiaro già da alcuni decenni, ma che le MP potessero esistere anche in ammassi di piccola massa come NGC 6362 è stata una scoperta sorprendente, che ha fissato importanti vincoli sulla soglia di massa necessaria per creare MP in un GC (Mucciarelli et al. 2016).

L'altra peculiarità delle MP in NGC 6362 è il fatto che esse siano perfettamente mischiate spazialmente, quando il paradigma generale vuole che la SG nasca più concentrata nelle zone centrali rispetto alla FG.

Un'interpretazione fisica plausibile che può spiegare entrambe le particolarità è che NGC 6362 abbia avuto una storia dinamica anomala. È possibile che esso abbia perso una frazione significativa della sua massa iniziale, specialmente attraverso la perdita di stelle di FG che essendo inizialmente meno segregate rispetto a quelle di

SG sono potute *evaporare* con maggiore facilità. Questa ipotesi è avvalorata dall'alta eccentricità dell'orbita di questo ammasso e dal fatto che abbia già compiuto numerosi passaggi vicino al centro della MW, il che può aver favorito un'importante perdita di stelle di piccola massa (specialmente tra quelle di FG) per effetti mareali (Dalessandro et al. 2014).

### 3.3 Isocrone e stima dell'età dell'ammasso

In astronomia un'isocrona è una curva teorica che rappresenta la posizione occupata da una popolazione di stelle coeva e con la stessa composizione chimica in un diagramma H-R o in un CMD.

In questo lavoro le isocrone sono state utilizzate per stimare l'età dell'ammasso.

#### 3.3.1 Scelta delle isocrone

Ogni isocrona per ogni sistema fotometrico è caratterizzata da precisi valori di: età, metallicità e rapporto  $[\alpha/\text{Fe}]$ .

Non esiste un'isocrona per ogni combinazione di questi parametri, perciò sono state scelte quelle con caratteristiche più simili a NGC 6362.

I parametri delle due isocrone scelte in questo lavoro sono riassunti nella tabella 3.2. La scelta dei due valori dell'età e del rapporto  $[\alpha/\text{Fe}]$  è stata fatta sulla base del lavoro di Dotter et al. (2010), mentre per quanto riguarda la metallicità  $[\text{Fe}/\text{H}]$  è stato preso il valore disponibile più simile a quello ottenuto da Massari et al. (2017).

Tutte le isocrone utilizzate sono state ottenute da Pietrinferni et al. (2006), e sono state scaricate dal database BAsTI, disponibile al sito <http://basti.oa-teramo.inaf.it/>.

|                              |           |
|------------------------------|-----------|
| Età (Gyr)                    | 12.0-13.0 |
| $[\text{Fe}/\text{H}]$ (dex) | -1.01     |
| $[\alpha/\text{Fe}]$ (dex)   | 0.4       |

Tabella 3.2: Parametri delle isocrone utilizzate.

#### 3.3.2 Passaggio alle magnitudini apparenti arrossate

Le isocrone sono espresse in termini di magnitudini assolute, ovvero non includono gli effetti dovuti a distanza e arrossamento (*reddening*). Il primo fattore causa il normale aumento della magnitudine al crescere della distanza della sorgente, mentre il secondo provoca un aumento delle magnitudini dipendente dalla lunghezza d'onda (perciò dai filtri) in cui si osserva, ed è causato dagli effetti di scattering tra i fotoni della sorgente e l'ISM presente lungo la linea di vista. Siccome nel catalogo che è stato creato nessuna magnitudine è corretta per questi due effetti, si è scelto, al fine di

poter fare confronti, di aggiungere il contributo di *reddening* e distanza di NGC 6362 ai punti teorici dell'isocrona.

Questo consiste nell'effettuare la seguente operazione su tutte le magnitudini dei punti delle isocrone:

$$m_{\lambda} = M_{\lambda} + (m - M)_0 + A_{\lambda} \quad (3.1)$$

- dove:
- $m_{\lambda}$  è la magnitudine apparente;
  - $M_{\lambda}$  è la magnitudine assoluta;
  - $(m - M)_0$  è il modulo di distanza;
  - $A_{\lambda}$  è il coefficiente di estinzione.

Grazie alle curve di estinzione ottenute da Cardelli, Clayton & Mathis (1989) e da O'Donnell (1994), nel sito <http://pleiadi.pd.astro.it/> si trovano tabulate, per ogni filtro di HST, i rapporti  $A_{\lambda} / A_V$  (tabella 3.3). I valori di  $A_{\lambda}$  si calcolano sostituendo ad  $A_V$  la seguente espressione:  $A_V = R_V \times E(B-V)$ , dove  $R_V$  è un parametro che lega i coefficienti di estinzione e vale 3.1, mentre  $E(B-V)$  è l'eccesso di colore, per il quale in questo caso è stato preso il valore di 0.063 (Arellano Ferro et al. 2018).

|                   |      |
|-------------------|------|
| $A_{F275W} / A_V$ | 1.94 |
| $A_{F336W} / A_V$ | 1.66 |
| $A_{F438W} / A_V$ | 1.33 |
| $A_{F606W} / A_V$ | 0.92 |
| $A_{F658N} / A_V$ | 0.81 |
| $A_{F814W} / A_V$ | 0.61 |

Tabella 3.3: Valori dei rapporti  $A_{\lambda} / A_V$  per i filtri HST utilizzati.

### 3.3.3 Stima dell'età

In Figura 3.3 sono riportate le isocrone di 12 e 13 Gyr sovrapposte al CMD ottico (F606W, F606W – F814W).

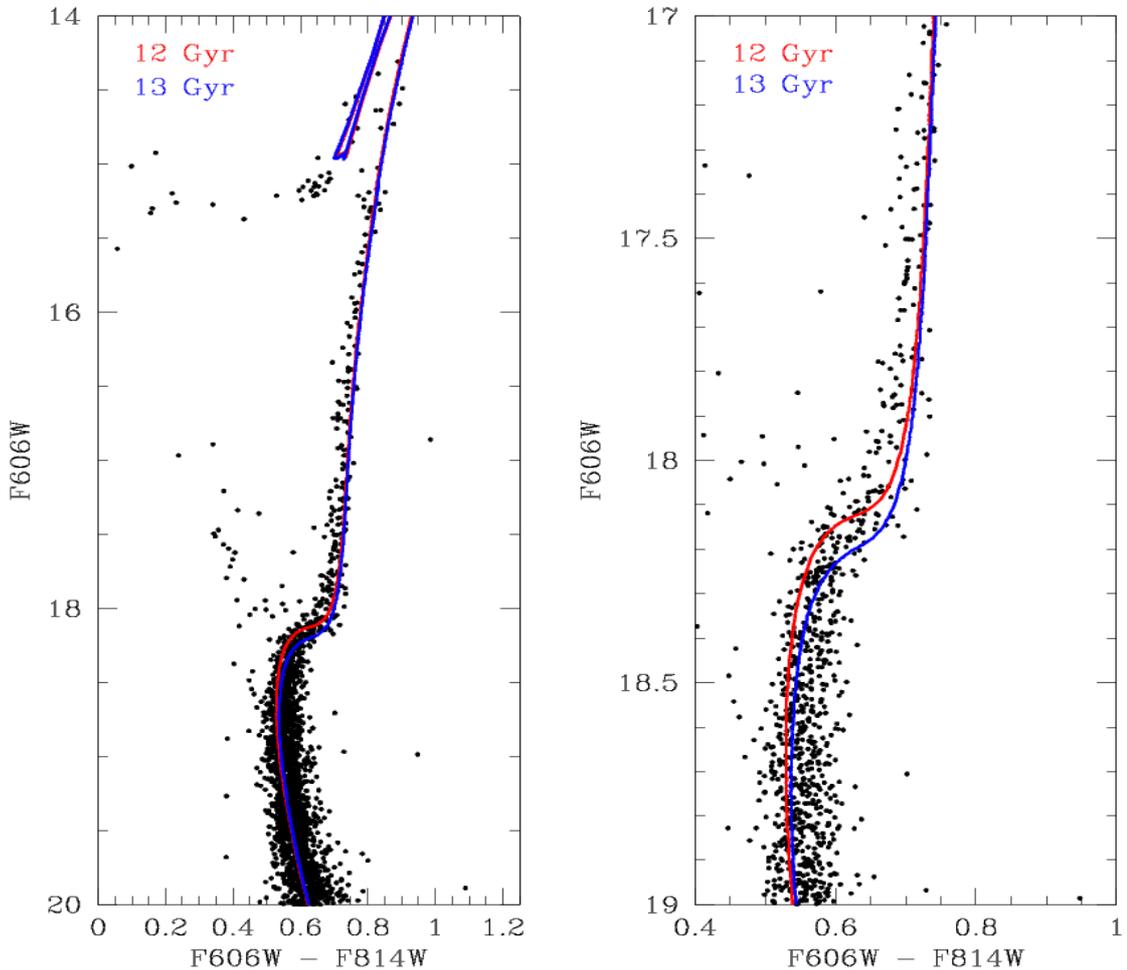


Figura 3.3: Isocrone sovrapposte al CMD (F606W, F606W – F814W) di NGC 6362, con zoom sul turn-off nel pannello di destra. Si può notare come sia l'isocrona di 12 Gyr, sia quella di 13 Gyr, riproducano bene i dati per quanto riguarda MS, turn-off ed RGB.

Osservando in particolare il pannello a destra della Figura 3.3 si evince chiaramente che risulta impossibile scegliere quale delle due isocrone riproduca meglio i dati, in quanto probabilmente quella *ideale* è una via intermedia.

Sulla base di ciò è stato stimato, in maniera approssimata, che l'età di NGC 6362 sia  $\sim 12.5$  Gyr, con un'incertezza di 0.5 Gyr. Il risultato ottenuto è in pieno accordo con la stima dell'età di NGC 6362 effettuata da Dotter et al. (2010), utilizzando lo stesso metodo ma dati e modelli diversi.

## 3.4 Centro di gravità e profilo di densità

### 3.4.1 Determinazione del centro

Per determinare il centro di un ammasso le possibilità principali sono due: o lo si fa attraverso l'analisi della distribuzione della brillantezza superficiale, o sfruttando le coordinate delle stelle risolte.

Nel primo metodo, il centro gravitazionale viene identificato con il picco di brillantezza superficiale. Tuttavia, nel caso di popolazioni stellari risolte (come sono i GC galattici), il picco di brillantezza può venire spostato verso un gruppo di stelle molto brillanti e non coincidere più con la vera posizione del centro di gravità.

Il secondo metodo è invece più accurato, ed è quello che è stato utilizzato in questo lavoro. Esso consiste nel determinare il centro dell'ammasso come il centro di massa del sistema, calcolato con l'assunzione che tutte le stelle considerate nel procedimento abbiano la stessa massa (ciò è ragionevole se non si considerano le stelle che hanno luminosità molto inferiori al turn-off).

Con questa assunzione il centro di massa coincide col centro geometrico ed è quindi calcolabile come:

$$X_{CM} = \frac{\sum_{i=1}^N x_i}{N} \quad (3.2)$$

dove  $x_i$  è la coordinata della  $i$ -esima stella lungo la direzione dell'ascensione retta proiettata sul piano del cielo, e  $N$  è il numero totale di stelle considerate. Ovviamente vale un'espressione analoga per le coordinate lungo la direzione della declinazione (con  $Y_{CM}$  e  $y_i$ ).

Operativamente il calcolo del centro viene effettuato mediante una procedura iterativa (Montegriffo et al. 1995) che consiste nel determinare la media dei valori di  $x_i$  e  $y_i$  delle stelle contenute entro un cerchio di raggio  $r$  centrato nel valore di letteratura (generalmente il picco di brillantezza superficiale). Questa media viene poi adottata come nuovo centro del cerchio di raggio  $r$  e la procedura viene ripetuta finché il nuovo valore ottenuto per il centro rimane uguale al precedente entro 0.1". Per evitare problemi legati all'incompletezza dei cataloghi, sono stati selezionati campioni di stelle relativamente brillanti, cioè con magnitudine F336W minore di 19.2, 19.6, e 20. Come raggi di ricerca  $r$  sono stati adottati valori superiori al raggio di *core* di letteratura, per campionare la regione in cui la distribuzione di densità non è più costante ma comincia a calare; in particolare abbiamo adottato i seguenti valori: 70", 75", 80". Utilizzare più di un valore della soglia di magnitudine e del raggio di ricerca permette di tenere sotto controllo eventuali dipendenze del risultato da queste scelte e di ottenere la stima finale del centro come media di più valori (nove, in questo caso) e la sua incertezza come lo scarto quadratico medio di queste misure.

Per il centro di NGC 6362 sono stati ottenuti questi valori di RA e DEC:

$$RA = 17^{\text{h}}31^{\text{m}}54.78^{\text{s}}$$

$$DEC = -67^{\circ} 02' 52.57''$$

L'incertezza sulla determinazione del centro è di 1.54".

### 3.4.2 Costruzione del profilo di densità

Per ottenere il profilo di densità di NGC 6362 è stato determinato il numero di stelle all'interno di settori circolari, di raggio crescente, centrati nel centro dell'ammasso. Successivamente, per ottenere i parametri strutturali dell'ammasso, è stato fatto il fit del profilo. Siccome il catalogo costruito durante questo lavoro copre un campo di vista fino a una distanza angolare di soli 85" dal centro, per ottenere l'intero profilo radiale di densità è stato necessario scaricare un catalogo a grande campo, presente in letteratura, ottenuto grazie a dati della "Data Release 2" di GAIA<sup>15</sup> (Gaia Collaboration, Brown, et al. 2018). Questo catalogo è stato utilizzato per i conteggi delle stelle oltre gli 85" di distanza dal centro.

Sono stati costruiti diversi settori radiali concentrici e centrati sul centro misurato nella sezione 3.4.1. Al fine di ottenere una stima dell'incertezza, ogni settore è stato suddiviso in quattro sotto-settori di area uguale, e il valore di densità numerica finale (numero di stelle diviso per l'area) è stato ottenuto dalla media dei quattro valori calcolati in ognuno di essi.

Il profilo di densità monomassa va calcolato senza considerare le stelle troppo deboli rispetto al turn-off, perché esse hanno massa significativamente minore delle altre, e senza considerare le stelle sature perché potrebbero non essere state identificate in maniera corretta durante la fase di fotometria.

Nella tabella 3.4 sono riassunti i range di magnitudini delle stelle considerate per ottenere il profilo di densità, diversi a seconda del catalogo dal quale esse provengono:

| $r < 85''$ (catalogo HST) | $r > 85''$ (catalogo GAIA) |
|---------------------------|----------------------------|
| $16.5 < m_{F336W} < 19.5$ | $12 < m_G < 18.75$         |

Tabella 3.4: Criteri di selezione delle stelle per la determinazione del profilo di densità.

I profili di densità ottenuti dai due cataloghi, costruiti in un primo momento in maniera indipendente, sono stati poi combinati per ottenerne uno unico, che è mostrato con cerchi vuoti in Figura 3.4. L'unione dei due profili è stata effettuata considerando i punti in comune tra i due profili (tra 40" e 85" di distanza dal centro) e calcolando la media dello shift tra le corrispondenti coppie di punti; dopodiché attraverso questo shift il profilo di densità ottenuto dal catalogo GAIA è stato riportato su quello ottenuto dal catalogo HST.

Prima di passare al fit del profilo di densità è necessaria una correzione. La presenza delle stelle di campo interferisce nei conteggi delle stelle in ogni bin radiale, di

---

<sup>15</sup> Satellite dell'ESA lanciato in orbita nel 2013.

conseguenza esse possono alterare il profilo di densità del GC. Per ovviare a questo problema si sfrutta l'appiattimento del profilo a grandi distanze dal centro del GC, dove le stelle di background diventano dominanti rispetto a quelle di ammasso. Facendo una media della densità numerica delle stelle nei bin radiali più esterni, è stata ottenuta una stima del valore della contaminazione causata dalle stelle della nostra Galassia. Questo valore è stato poi sottratto a quello ottenuto in ogni settore, e come risultato finale è stato derivato il profilo di densità decontaminato. Ovviamente le maggiori differenze tra un profilo di densità contaminato e uno decontaminato si riscontrano nelle regioni periferiche del GC, dove la frazione di stelle di campo diventa dominante e di conseguenza l'effetto di contaminazione è maggiore.

In questo lavoro, per NGC 6362, il valore della densità numerica delle stelle di campo (linea blu tratteggiata in Figura 3.4) è stato ottenuto mediando gli ultimi sette punti del profilo. Il profilo di densità proiettata di NGC 6362, dopo la sottrazione del contributo del campo, è mostrato in Figura 3.4 con cerchi neri.

### 3.4.3 Determinazione dei parametri strutturali

Per ottenere i principali parametri strutturali di un GC è necessario fare il fit del suo profilo di densità. NGC 6362 è un GC che non ha sperimentato il *core collapse*, perciò in questo lavoro la ricerca del *best-fit* è stata operata utilizzando la famiglia dei modelli di King. Questi modelli differiscono per un parametro denominato  $W_0$ , al quale corrisponde un parametro  $c$  di concentrazione (vedi sezione 1.1 e Figura 1.1). Operativamente, per cercare il modello di *best-fit*, si esplorano tutti i valori di  $W_0$  (tra 4 e 12, a intervalli di 0.05) e per ciascuno di essi viene determinata la miglior stima del raggio di *core* e della normalizzazione del profilo di densità attraverso il confronto tra modello e profilo osservato e la valutazione della bontà del fit con il test del  $\chi^2$ . Il modello di *best-fit* corrisponde poi a quello che restituisce il valore più basso del  $\chi^2$ .

In Figura 3.4 viene presentato il profilo di densità di NGC 6362, con il modello di *best-fit* associato. I parametri strutturali associati alla funzione di *best-fit* sono riassunti nella tabella 3.4. Il profilo di densità di NGC 6263 è quindi ben riprodotto da un modello di King, con *core* piatto (densità costante) al centro, come atteso per un GC che non ha ancora sperimentato il *core collapse*.

| $W_0$ | $c$  | $r_c$ | $r_h$ | $r_t$ |
|-------|------|-------|-------|-------|
| 5.20  | 1.07 | 75"   | 175"  | 990"  |

Tabella 3.5: Parametri strutturali di NGC 6362 derivati dal fit del suo profilo di densità.

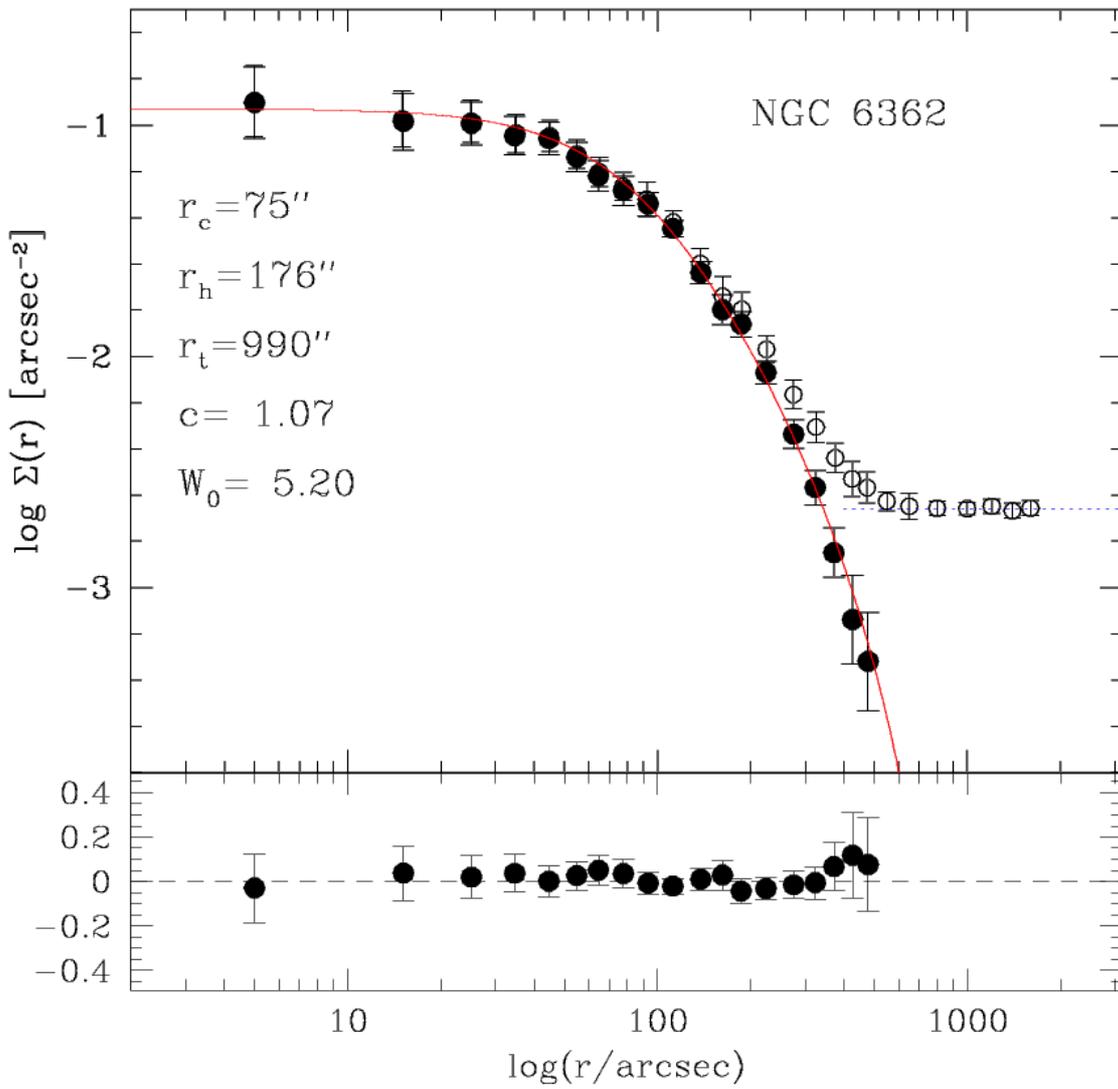


Figura 3.4: Profili di densità osservato (cerchi vuoti) e decontaminato (cerchi neri) di NGC 6362, con grafico dei residui (pannello in basso) tra il modello di *best-fit* (curva rossa) e il profilo decontaminato. La stima della contaminazione dovuta a stelle di campo è stata effettuata considerando i sette punti più esterni, ed è rappresentata dalla linea tratteggiata blu.

# Capitolo 4

## La popolazione di Blue Straggler Stars in NGC 6362

In questo capitolo viene presa in considerazione la sottopopolazione delle BSS di NGC 6362. Nella sezione 4.1 viene presentata la distribuzione cumulativa radiale delle BSS e delle altre sottopopolazioni di stelle dell'ammasso; nella sezione 4.2 viene effettuata l'identificazione delle possibili stelle variabili, nella sezione 4.3 viene stimata la massa delle BSS, nella sezione 4.4 viene analizzata la morfologia della sequenza di BSS, e nella sezione 4.5 essa viene confrontata con quelle osservate in altri tre GC con parametri strutturali simili.

### 4.1 Selezione e distribuzione radiale delle Blue Stragglers

Per poter analizzare singolarmente le popolazioni stellari nelle diverse fasi evolutive, è stato necessario isolarle per creare dei sottocataloghi.

Per effettuare la selezione si è analizzato il CMD ultravioletto (F275W, F275W – F336W). Le varie selezioni sono visualizzabili in Figura 4.1.

Sono state isolate le seguenti tipologie di stelle:

1. BSS
2. Stelle di turn-off
3. Stelle di RGB
4. Stelle di HB
5. WD

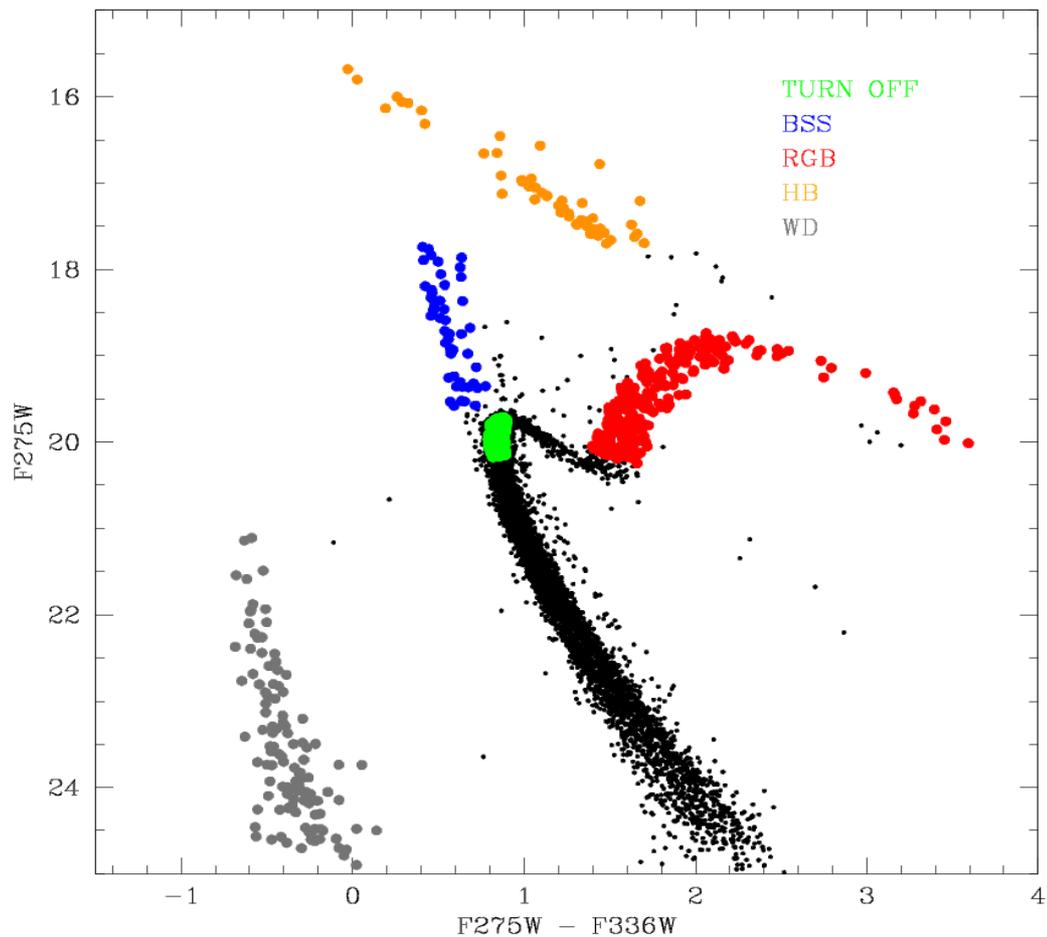


Figura 4.1: Selezione delle varie sottopopolazioni di NGC 6362 nel CMD (F275W, F275W – F336W). In verde sono evidenziate le stelle di turn-off, in rosso quelle di RGB, in arancione quelle di HB, in blu le BSS e in grigio le WD.

Conoscendo il centro (determinato nella sezione 3.4.1), è stato possibile calcolare la distanza da esso di tutte le stelle delle sottopopolazioni. È stato costruito un grafico contenente le distribuzioni radiali cumulative dei vari gruppi, che, per definizione, variano da zero (nel centro del sistema), a uno (alla massima distanza campionata). Generalmente ci si aspetterebbe una distribuzione cumulativa simile per stelle di turn-off, RGB e HB, mentre le BSS (se il GC è in uno stato dinamico avanzato) dovrebbero essere più segregate a causa della loro maggiore massa che le porta verso il centro per effetto della *frizione dinamica*, e a causa del fatto che la loro formazione è favorita in ambienti densi come il nucleo dei GC.

Come si può notare in Figura 4.2, le BSS sono significativamente più segregate delle altre popolazioni (come atteso), che, nel complesso, mostrano distribuzioni radiali consistenti tra di loro. L'andamento delle stelle di HB è peculiare: questa popolazione sembra meno segregata delle altre nelle regioni più interne dell'ammasso e maggiormente segregata al di fuori di 40" dal centro.

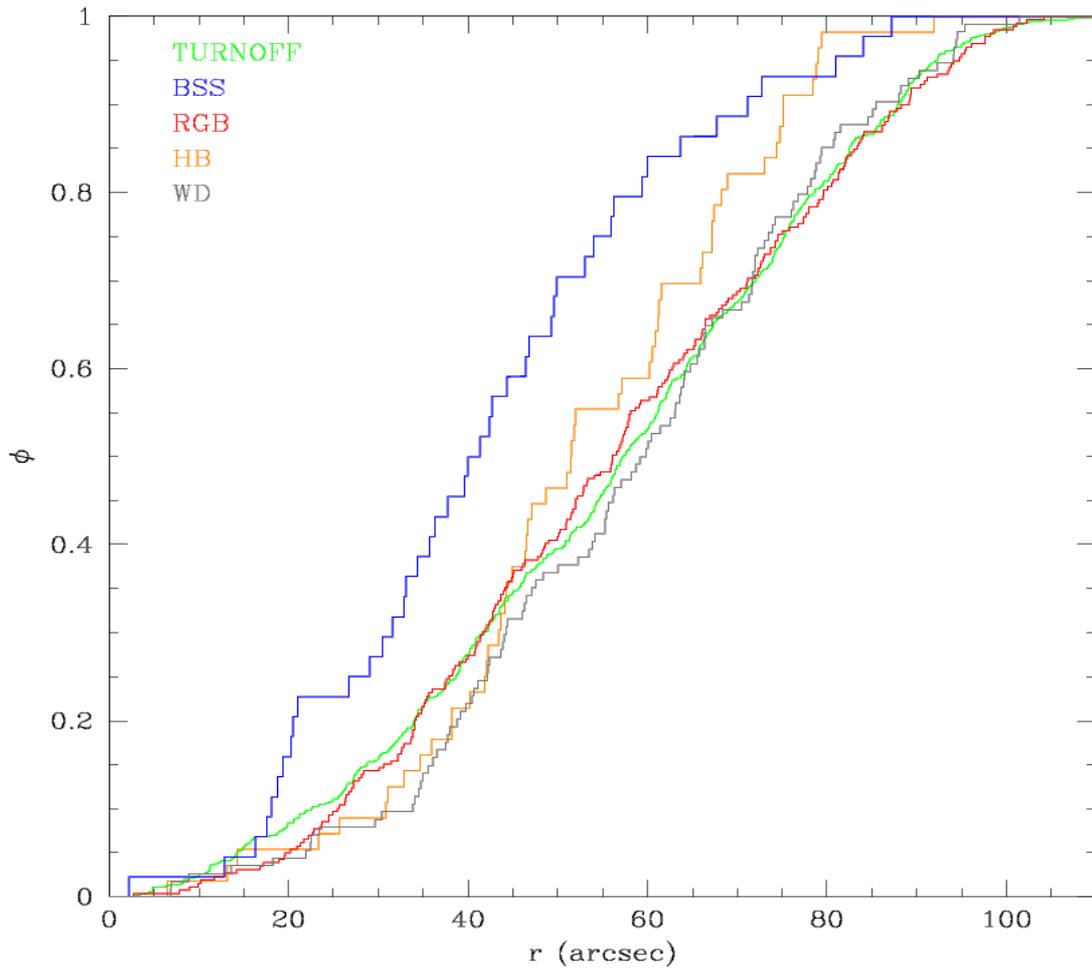


Figura 4.2: Funzioni radiali cumulative per BSS (blu), WD (grigio), stelle di turn-off (verde), RGB (rosso), HB (arancione).

Per quantificare la significatività di queste impressioni visive è stato effettuato il test statistico di Kolmogorov-Smirnov (KS), che stima la probabilità che due differenti distribuzioni provengano dalla stessa popolazione. Operativamente questo test confronta due distribuzioni integrate e calcolando il massimo scarto tra le due curve quantifica la separazione tra le due popolazioni. Se il valore di probabilità del test KS è uguale a uno significa che le due distribuzioni sono estratte dalla stessa popolazione, viceversa con un valore uguale a zero indica che esse provengono da popolazioni differenti.

Questo test è stato effettuato tra l'RGB, che è stata considerata la popolazione di riferimento, e tutte le altre (escluse le WD). Infine, è stato effettuato anche tra le BSS e l'HB. I risultati sono riassunti nella tabella 4.1.

| Popolazioni    | Probabilità KS |
|----------------|----------------|
| Turn-off - RGB | 0.81           |
| BSS - RGB      | 0.02           |
| HB - RGB       | 0.11           |
|                |                |
| BSS - HB       | 0.14           |

Tabella 4.1: Probabilità che le due distribuzioni provengano dalla stessa popolazione (test KS).

Analizzando la tabella 4.1 risulta evidente che stelle di turn-off e stelle di RGB presentano una distribuzione radiale simile, e in maniera altrettanto chiara, che stelle di RGB e BSS appartengono a due popolazioni parenti diverse.

Tra HB e RGB e tra BSS e HB i valori di probabilità del test KS non permettono di trarre conclusioni statisticamente significative.

Un'interpretazione plausibile per spiegare la maggior segregazione radiale delle stelle di HB esterne consiste nell'ipotizzare che la popolazione di HB selezionata dai CMD sia *inquinata* da BSS evolute non distinguibili dalle stelle effettivamente appartenenti all'HB. Per testare questa ipotesi sono state analizzate le tracce evolutive teoriche di stelle con masse simili alle BSS di questo ammasso, ottenute da Pietrinferni et al. (2006) e scaricabili, come le isocrone, dal database BAsTI. Il parametro di metallicità è il medesimo della tabella 3.2.

In Figura 4.3 sono mostrate le tracce evolutive per stelle di 1, 1.2 e 1.4  $M_{\odot}$ ; esse intersecano in modo molto marginale l'HB, perciò se ci si fidasse completamente delle tracce evolutive andrebbe abbandonata l'idea che le BSS evolute possano aver inquinato l'HB. Tuttavia, le tracce evolutive disponibili sono calcolate solo per alcuni valori dei parametri fisici di input (per esempio, la metallicità), che non necessariamente corrispondono a quelli di NGC 6362. Infatti questi modelli non riescono a riprodurre adeguatamente la distribuzione delle stelle nei CMD, in particolare in quello ultravioletto. Di conseguenza, si ritiene che l'ipotesi che la popolazione di HB selezionata possa essere (parzialmente) contaminata da BSS evolute meriti ulteriori indagini e approfondimenti.

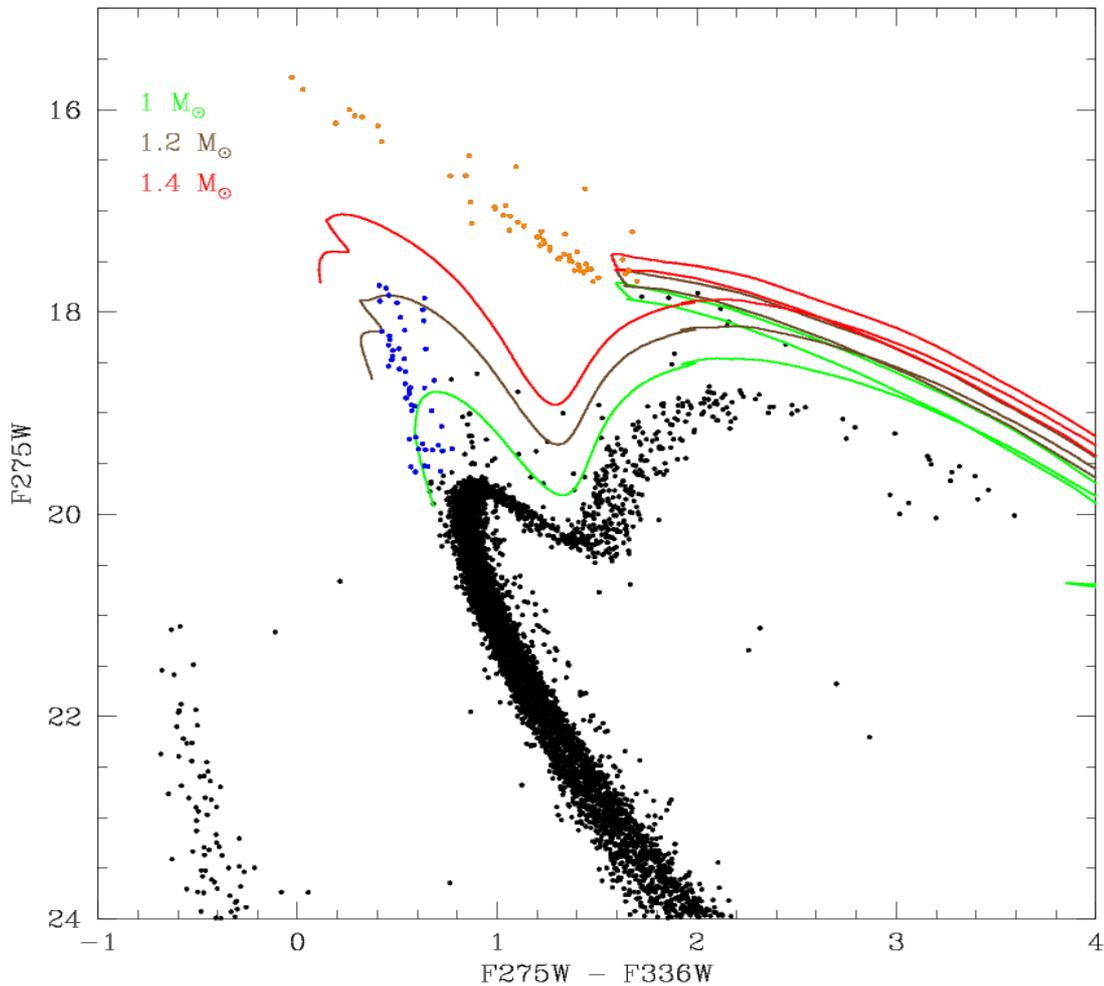


Figura 4.3: Tracce evolutive di 1 (verde), 1.2 (marrone) e 1.4 (rossa)  $M_{\odot}$  sovrapposte al CMD (F275W, F275W – F336W) di NGC 6362. Le stelle di HB sono colorate in arancione, le BSS in blu. Si può notare come le tracce evolutive illustrate lambiscano la zona del CMD dove risiede l'HB.

## 4.2 Identificazione delle stelle variabili

Prima di procedere con la stima delle masse delle BSS è necessario verificare l'eventuale presenza di stelle variabili nel sottocatalogo. Per queste ultime, infatti, la massa non deve essere calcolata poiché in questo lavoro la stima viene fatta sulla base della posizione delle stelle nel CMD (che per le stelle variabili varia nel tempo). Le stelle variabili generalmente possono essere divise in *intrinseche* (quando avviene un'effettiva variazione di luminosità della stella) o *estrinseche* (quando la variazione di luminosità è causata da qualche evento esterno che fa sì che il quantitativo di radiazione che raggiunge la Terra non sia costante, come ad esempio nel caso di eclissi in sistemi binari). La probabilità che alcune BSS siano variabili è alta, non solo perché quelle formatesi per trasferimento di massa dovrebbero essere legate in

sistema binario con una compagna, ma anche perché le BSS popolano una zona del CMD condivisa con l'*instability strip* (regione nella quale sono presenti le stelle variabili pulsanti).

#### 4.2.1 Ricerca delle stelle variabili

Per verificare o meno la presenza di variabilità nelle stelle selezionate come BSS, sono state visualizzate le singole magnitudini ottenute nelle diverse esposizioni per i filtri F275W, F336W, F438W ed F658N, e si è scelto di considerare come variabile ogni stella che presentasse sostanziali variazioni della magnitudine nelle diverse osservazioni per almeno due filtri (come esempio in Figura 4.4 si possono osservare una stella variabile e una non variabile nel filtro F336W).

Analizzando questi grafici per tutte le 49 BSS selezionate, sono state identificate 3 variabili.

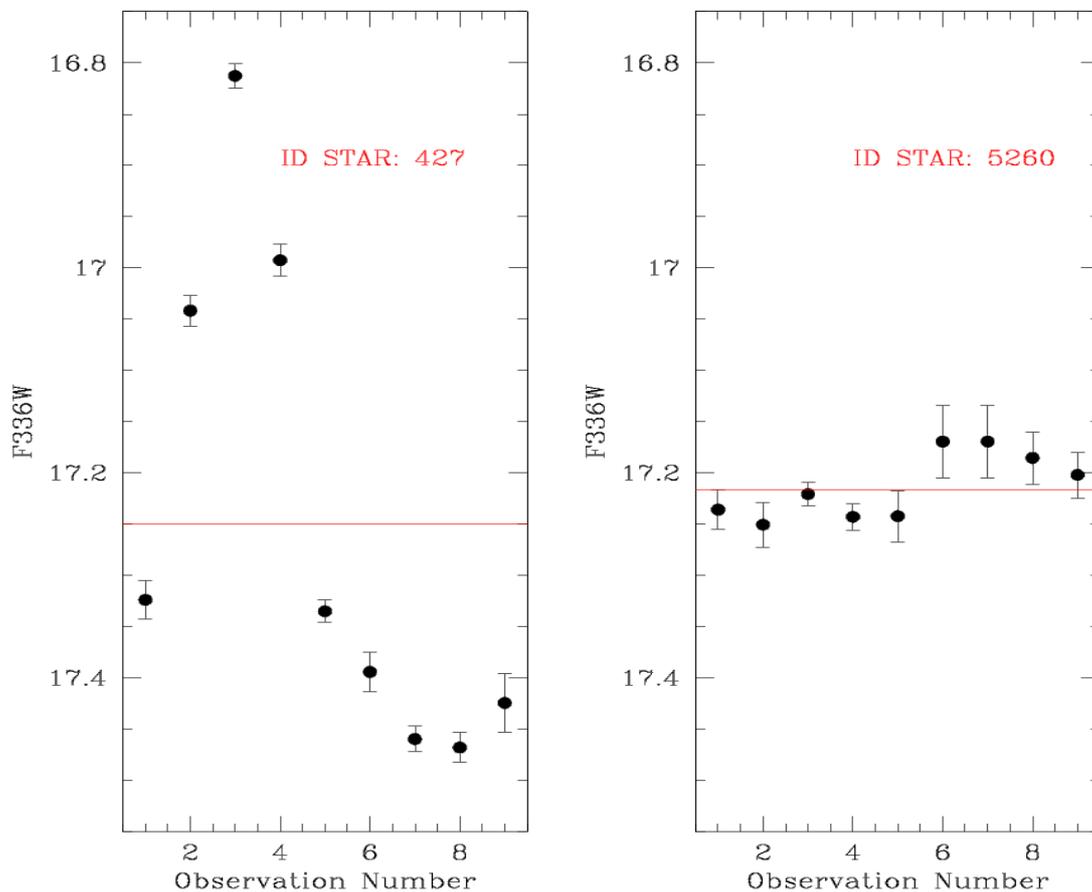


Figura 4.4: Esempi di una stella variabile e una non variabile nel filtro F336W. Si può notare come le magnitudini nelle diverse esposizioni varino ampiamente oltre gli errori fotometrici per la stella variabile (pannello di sinistra), mentre siano commensurabili per la stella non variabile (pannello di destra). La linea rossa indica la media pesata della magnitudine.

## 4.2.2 *Cross-correlazione con altri cataloghi*

Per affinare la ricerca delle stelle variabili sono stati considerati anche altri lavori presenti in letteratura, nei quali è stata studiata la variabilità delle stelle in NGC 6362. Il catalogo ottenuto in questo lavoro di tesi è stato *cross-correlato* con un catalogo ottenuto grazie a dati della “Data Release 2” di GAIA (lo stesso che è stato utilizzato nella sezione 3.4.2) e con un altro (Clement et al. 2001) che fa parte di una collezione di cataloghi dove sono state studiate sistematicamente le stelle variabili di vari GC.

Durante le *cross-correlazioni* sono state considerate solo le stelle variabili più luminose del turn-off. Il catalogo GAIA rileva dodici stelle variabili (tutte *RR Lyrae*<sup>16</sup>) nella zona dell'HB, mentre il catalogo tratto da Clement et al. (2001) rileva nove *RR Lyrae* nell'HB e cinque variabili di diversa natura (due *SX Phoenicis*<sup>17</sup> e tre variabili binarie a eclisse<sup>18</sup>) nella zona del CMD dove si trovano le BSS (tra queste ci sono anche le tre variabili trovate in questa tesi col metodo descritto nella sezione 4.2.1). Tutte le stelle variabili trovate sono evidenziate nel CMD in Figura 4.5.

---

<sup>16</sup> Le *RR Lyrae* sono stelle variabili in fase di fusione nucleare di elio in carbonio ed ossigeno. Esse devono la loro variabilità a pulsazioni radiali (con periodo tipicamente inferiore al giorno), alle quali corrispondono variazioni di luminosità.

<sup>17</sup> Le *SX Phoenicis* sono stelle variabili intrinseche di classe spettrale compresa tra A2 ed F5, con periodi di variabilità dell'ordine dell'ora.

<sup>18</sup> Le variabili a eclisse sono variabili estrinseche che consistono in sistemi binari in cui il piano orbitale delle due stelle si trova allineato con la linea di vista dell'osservatore. La luminosità varia a seconda delle eclissi reciproche tra le due stelle.

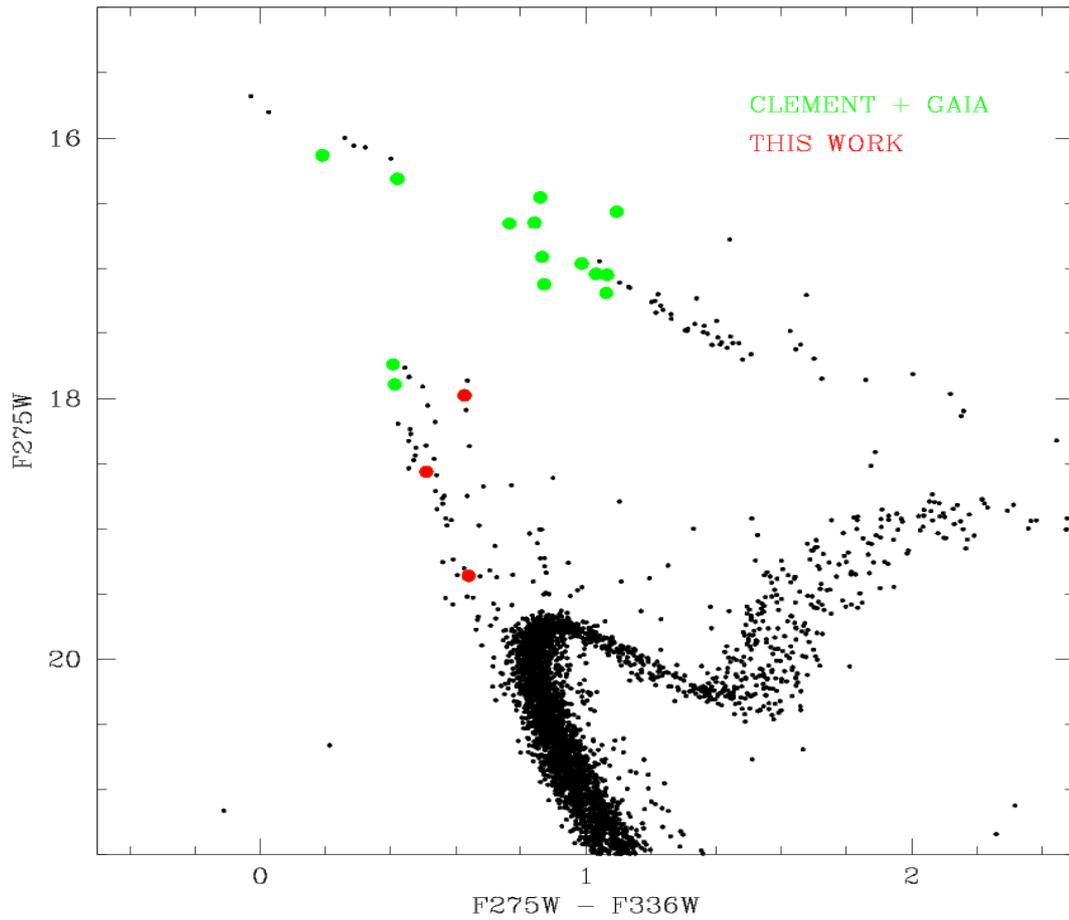


Figura 4.5: CMD ( $F275W$ ,  $F275W - F336W$ ) di NGC 6362, con evidenziate le stelle variabili. In verde sono evidenziate quelle identificate grazie alla *cross-correlazione* con i cataloghi esterni, in rosso quelle identificate anche in questo lavoro.

### 4.3 Calcolo delle masse delle BSS

Per le BSS che non mostrano variabilità significativa si è passati al calcolo delle masse. È noto che esiste una relazione che lega la magnitudine alla massa per le stelle che si trovano sulla ZAMS. In prima approssimazione, questa relazione può essere sfruttata anche per le BSS, essendo anch'esse stelle di MS, con massa maggiore di quella del turn-off.

Operativamente è stata presa un'isocrona di 0.1 Gyr, che rappresenta appunto la ZAMS dell'ammasso (essendo di fatto una fotografia dell'ammasso nelle sue primissime fasi di vita; Figura 4.6).

In questo lavoro le masse sono state stimate proiettando (parallelamente all'asse x) la luminosità di ogni stella sulla ZAMS, e andando poi a leggere la massa corrispondente dal file dell'isocrona (ottenuta interpolando tra due punti vicini). Per completezza si rende noto che esistono anche procedimenti diversi per stimare la massa, come ad esempio quello che consiste nel proiettare le luminosità delle stelle sull'isocrona attraverso la minima distanza da essa, o anche altri più accurati che esulano da questa tesi, come quello recentemente pubblicato da Raso et al. (2019) che si basa sulla distribuzione spettrale di energia osservata.

Le masse delle BSS di NGC 6362 (di cui si presenta un istogramma in Figura 4.7) risultano comprese tra 1.0 e 1.4  $M_{\odot}$ , con valor medio di 1.2  $M_{\odot}$ . Nel lavoro di Raso et al. (2019) è stata ottenuta, analizzando 53 BSS del GC 47 Tucanae, una massa media di 1.2  $M_{\odot}$ , mentre nel lavoro di Baldwin et al. (2016), che consiste in un'analisi trasversale di 598 BSS in 19 GC, è stata ottenuta una massa media di  $1.2 \pm 0.12 M_{\odot}$ . Ne consegue che le stime delle masse delle BSS ottenute in questo lavoro sono in accordo con i risultati di letteratura.

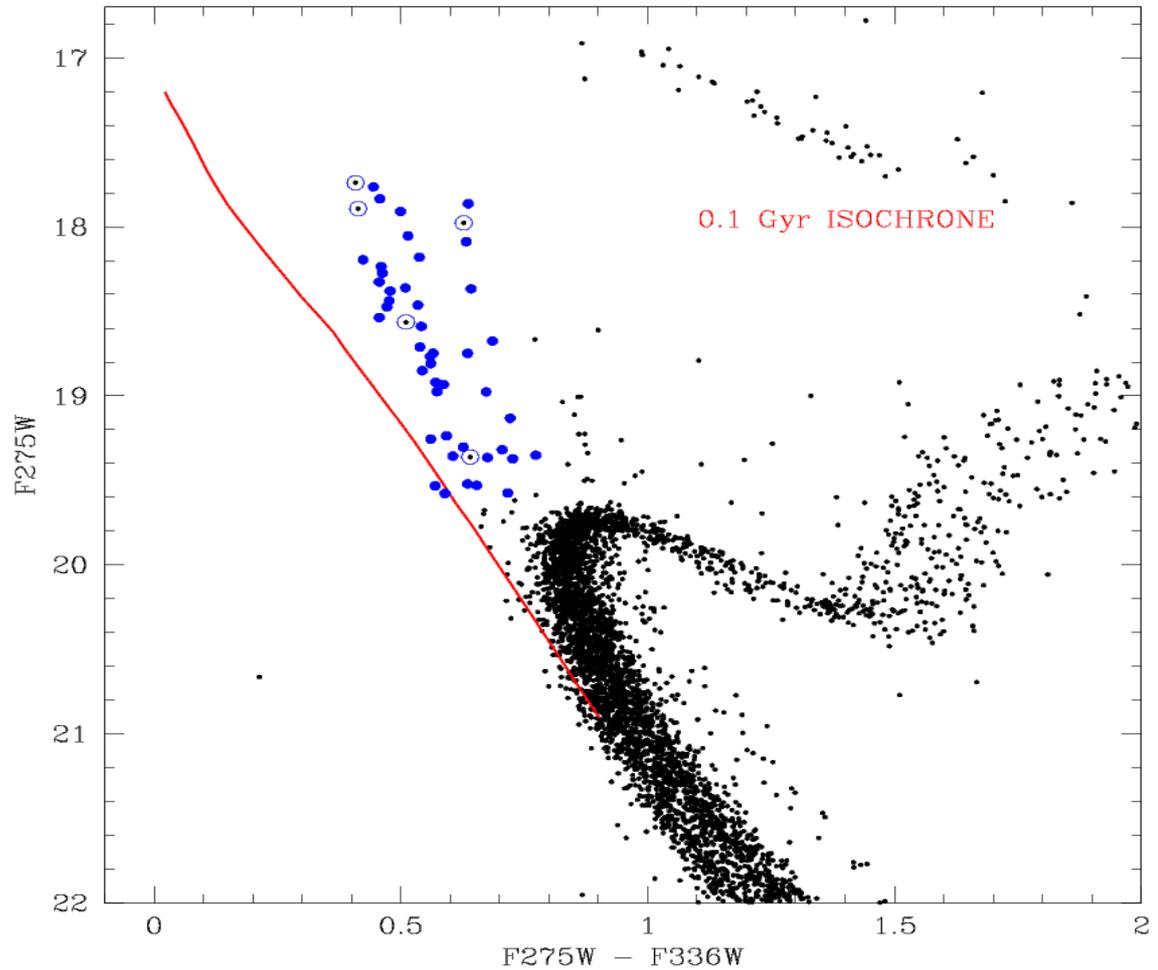


Figura 4.6: Parte di un'isocrona di 0.1 Gyr (gli altri parametri sono gli stessi della tabella 3.2) sovrapposta al CMD (F275W, F275W – F336W) di NGC 6362. Questa porzione di isocrona è stata utilizzata per stimare le masse delle BSS a partire dalle loro magnitudini. Le stelle blu sono le BSS non variabili per le quali è stata stimata la massa; le stelle cerchiato in blu sono invece BSS che mostrano variabilità fotometrica (sezione 4.2).

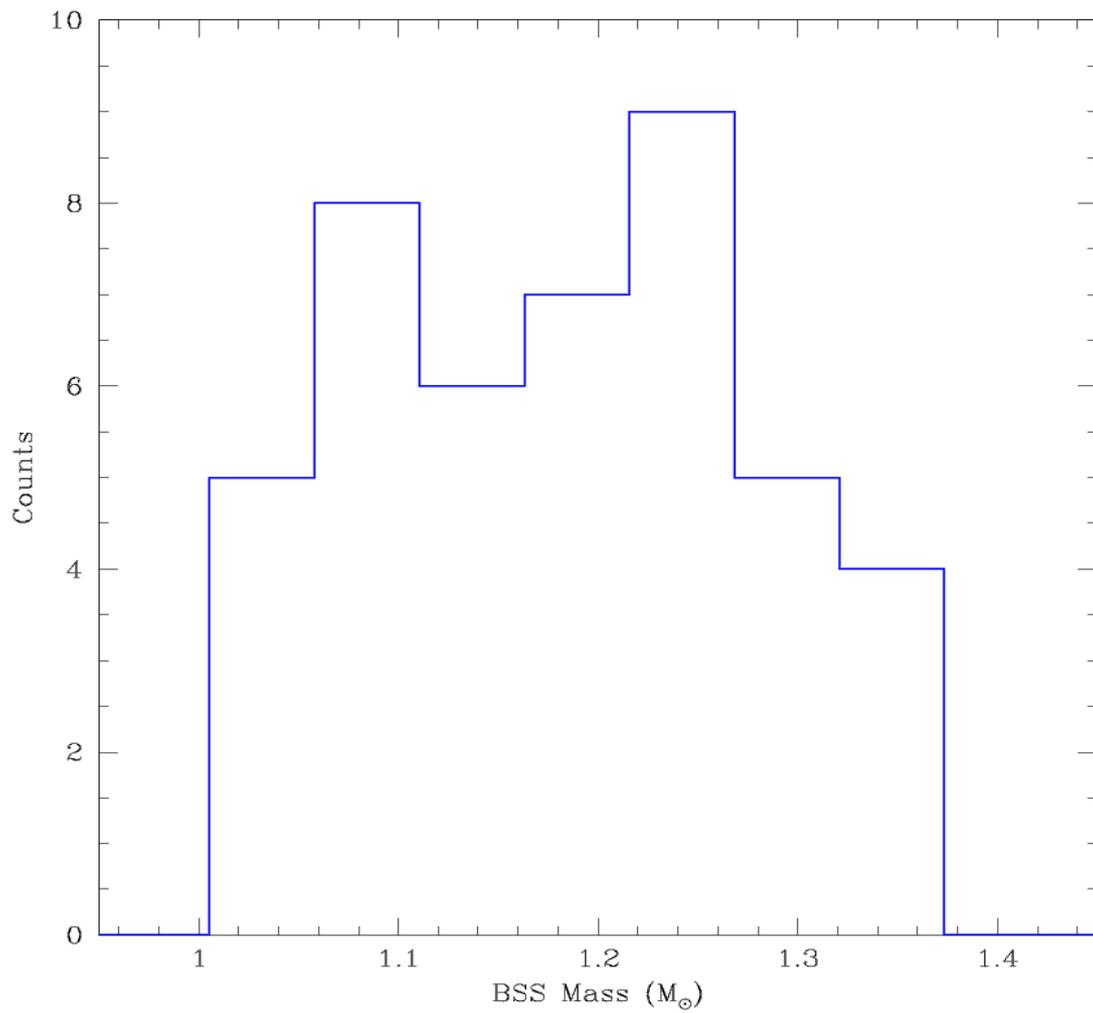


Figura 4.7: Istogramma delle masse delle BSS di NGC 6362. La maggior parte delle BSS ha massa compresa tra 1  $M_{\odot}$  e 1.3  $M_{\odot}$ . Il valor medio è 1.2  $M_{\odot}$ .

## 4.4 Morfologia della sequenza di BSS

Generalmente, nel CMD degli ammassi globulari le BSS si presentano come una *nuvola di punti* più o meno allungata. La Figura 4.6 sembra invece indicare che la popolazione di NGC 6362 sia fortemente allineata lungo una sequenza sottile. Se confermata, questa caratteristica potrebbe portare informazioni utili sulla natura di queste stelle. Per esempio, nel caso di M30 sono state osservate due sequenze simili, molto strette, che, secondo l'interpretazione corrente, sarebbero popolate da BSS di tipo collisionale (la sequenza più blu) e da BSS di tipo mass-transfer (la più rossa; si veda la sezione 1.3.2 e la Figura 1.5).

Seguendo l'approccio adottato da Ferraro et al. (2009b), per studiare la morfologia della sequenza di BSS di NGC 6362 è stata calcolata la distanza geometrica di queste stelle dalla ZAMS (rappresentata, come detto, dall'isocrona di 0.1 Gyr).

Si specifica che la distanza delle BSS dalla ZAMS ( $d_{ZAMS}$ ) non ha alcun valore fisico e l'unità di misura è arbitraria.

In Figura 4.8 viene presentato l'istogramma delle distanze delle BSS dalla ZAMS costruito per NGC 6362.

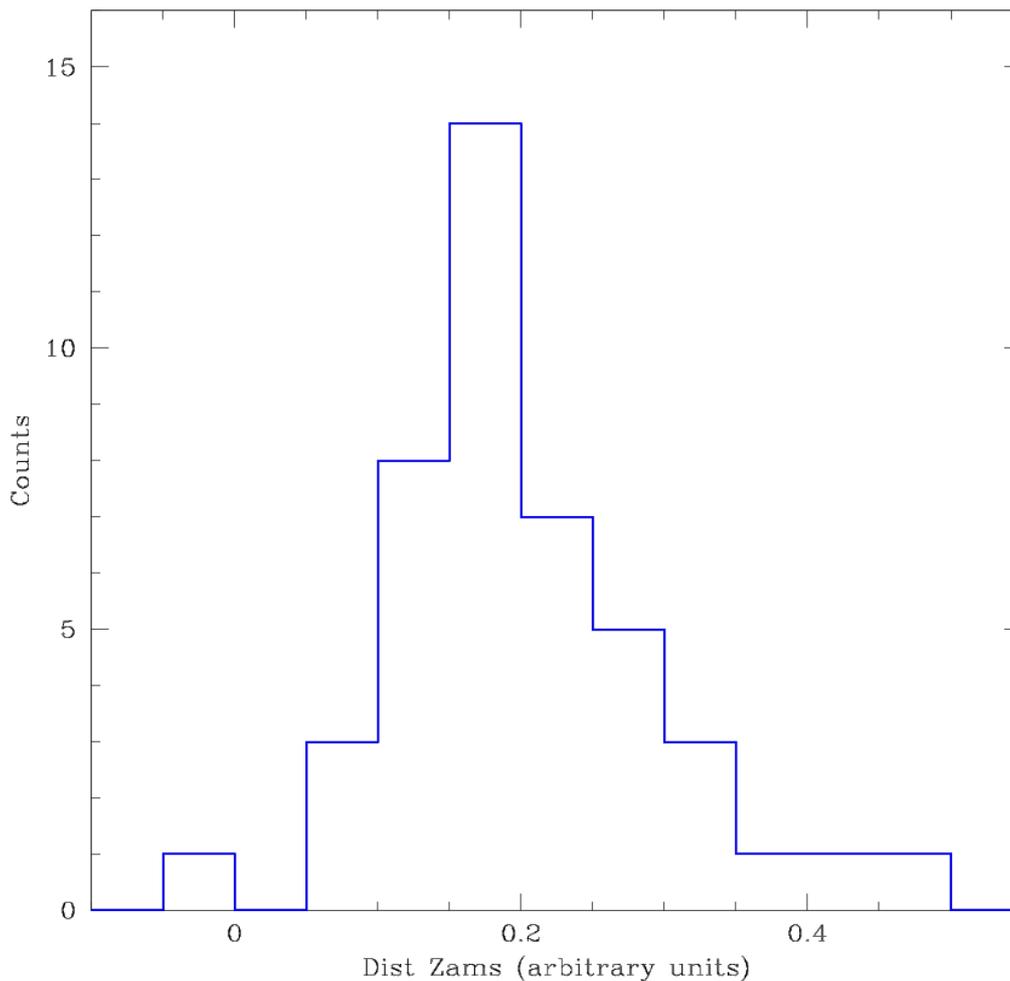


Figura 4.8: Istogramma delle distanze delle BSS dalla ZAMS di NGC 6362.

L'analisi dell'istogramma in Figura 4.8 conferma l'impressione visiva che la distribuzione delle BSS di NGC 6362 sia collimata. Si è quindi deciso di fare un confronto con altri GC con parametri strutturali simili a NGC 6362 per capire se questa caratteristica la si possa trovare anche altrove.

## 4.5 Confronti con altri ammassi

Come termini di confronto sono stati scelti i seguenti tre GC: NGC 6809 (M55), NGC 1261 ed NGC 6723. Essi possiedono uno o più parametri strutturali simili a NGC 6362 (tabella 4.2).

Tutti i parametri dei tre ammassi di confronto e  $\log \rho$  (densità di luminosità centrale) di NGC 6362 sono stati estrapolati dal catalogo di Harris (1996). Il rapporto  $[Fe/H]$  di NGC 6362 è stato ottenuto da Massari et al. (2017), mentre  $c$  e  $r_{hm}/r_c$  di NGC 6362 sono stati stimati in questo lavoro (sezione 3.4.3). Si rende noto che nessuno dei quattro GC presenta evidenze di *core collapse*.

| <i>NOME GC</i>  | $c$         | $\log \rho (L_{\odot}/pc^3)$ | $[Fe/H] (dex)$ | $r_{hm}/r_c$ |
|-----------------|-------------|------------------------------|----------------|--------------|
| <b>NGC 6362</b> | <b>1.07</b> | <b>2.29</b>                  | <b>-1.07</b>   | <b>2.33</b>  |
| NGC 6809        | 1.02        | 2.22                         | -1.94          | 2.18         |
| NGC 1261        | 1.16        | 2.99                         | -1.27          | 1.95         |
| NGC 6723        | 1.11        | 2.79                         | -1.10          | 1.84         |

Tabella 4.2: Alcuni parametri strutturali dei quattro GC tra cui è stato operato il confronto della morfologia delle sequenze di BSS.

In Figura 4.9 vengono presentati i particolari delle zone del turn-off per i CMD (F275W, F275W – F336W) dei quattro GC, con le BSS evidenziate. Si rende noto che, al fine di evitare disomogeneità nella selezione delle BSS, è stata fatta una selezione di esse conservativa, con la consapevolezza che alcune BSS poco luminose sono rimaste escluse dai sottocataloghi. Questi CMD sono stati costruiti a partire dai cataloghi tratti da Piotto et al. (2015) e Nardiello et al. (2018).

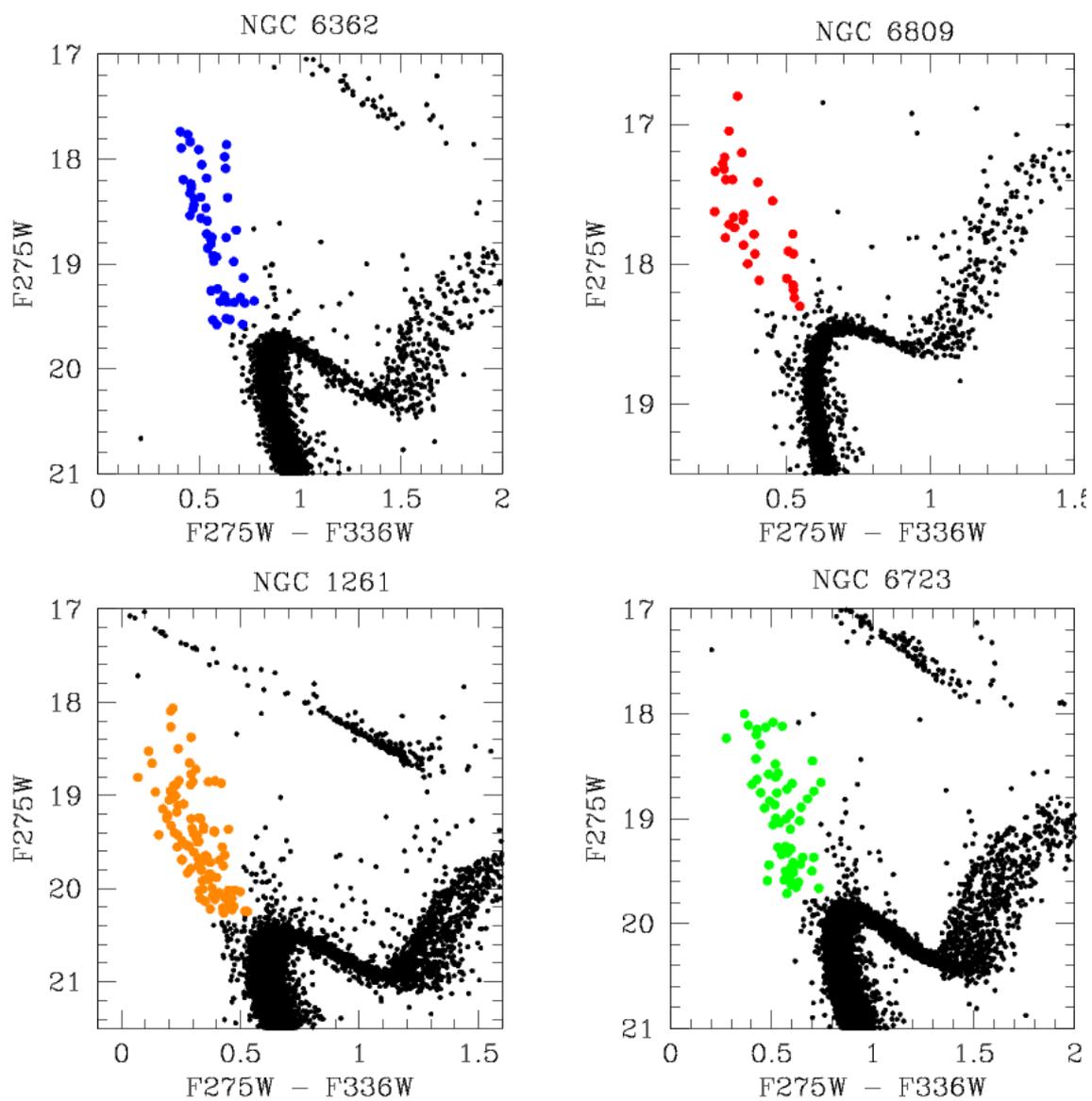


Figura 4.9: CMD ( $F275W$ ,  $F275W - F336W$ ) dei GC NGC 6362 (in alto a sinistra), NGC 6809 (in alto a destra), NGC 1261 (in basso a sinistra) ed NGC 6723 (in basso a destra). Per ogni GC sono state evidenziate le BSS selezionate.

Utilizzando appositi shift in magnitudine ed in colore sono stati sovrapposti i turn-off di NGC 6809, NGC 1261 ed NGC 6723 al turn-off di NGC 6362 nel CMD (F275W, F275W – F336W). In questo modo, utilizzando come riferimento la ZAMS di NGC 6362, è stato possibile operare un confronto quantitativo tra le morfologie delle sequenze di BSS dei vari ammassi (in Figura 4.10 tutte le BSS dei vari GC sono sovrapposte al CMD di NGC 6362). Per comodità i valori di magnitudine sono stati rinormalizzati in modo che la BSS meno luminosa avesse magnitudine 0. Sono stati quindi costruiti gli istogrammi delle distanze delle BSS dalla ZAMS per i quattro GC e sono stati confrontati (Figura 4.11).

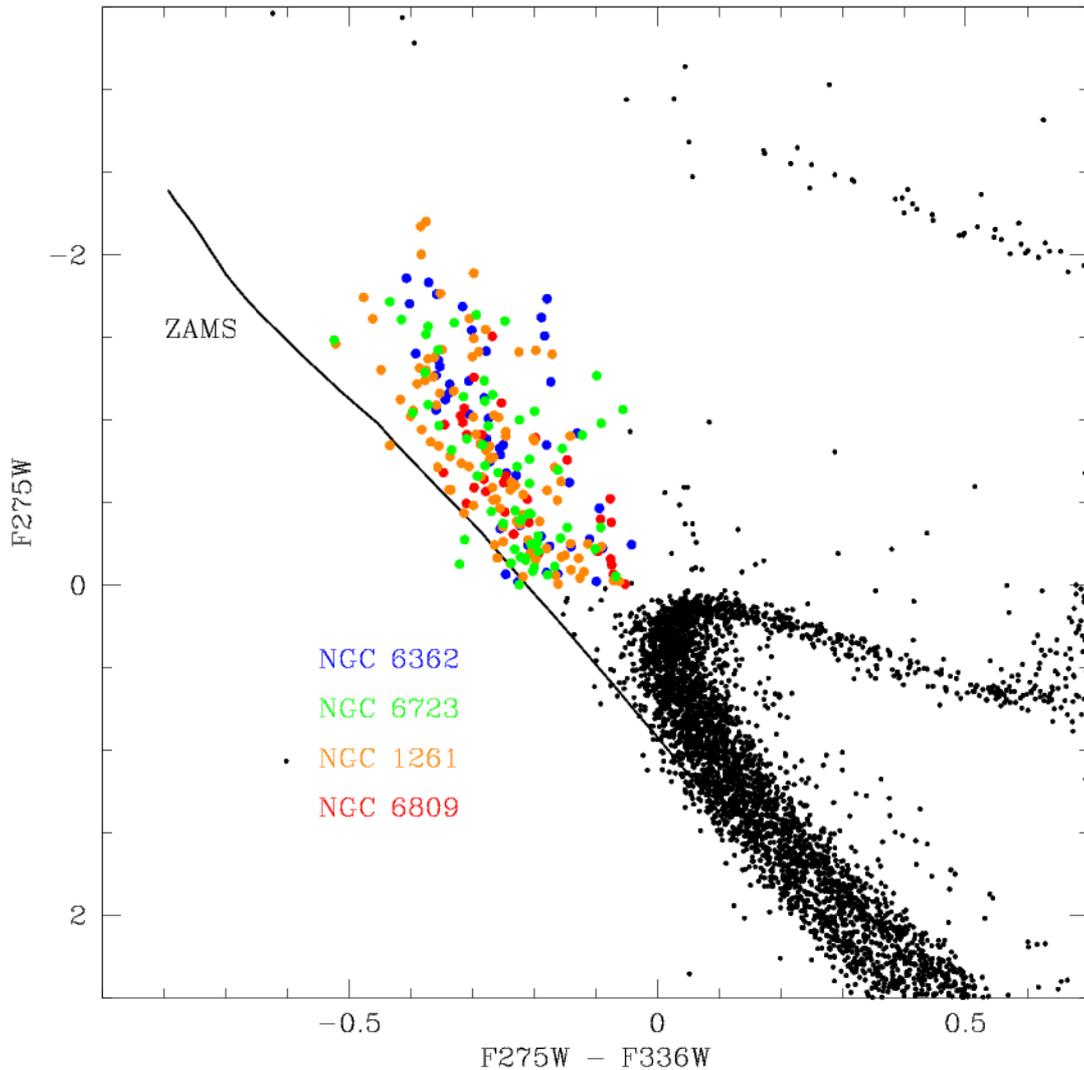


Figura 4.10: CMD (F275W, F275W – F336W) di NGC 6362 con evidenziate le sue BSS (punti blu). A questo CMD sono state sovrapposte (attraverso appositi shift in modo che i turn-off coincidessero) le BSS di NGC 6723 (punti verdi), NGC 1261 (punti arancioni) ed NGC 6809 (punti rossi). La curva nera è l'isocrona di 0.1 Gyr (che rappresenta la ZAMS di NGC 6362), dalla quale è stata calcolata la distanza di tutte le BSS.

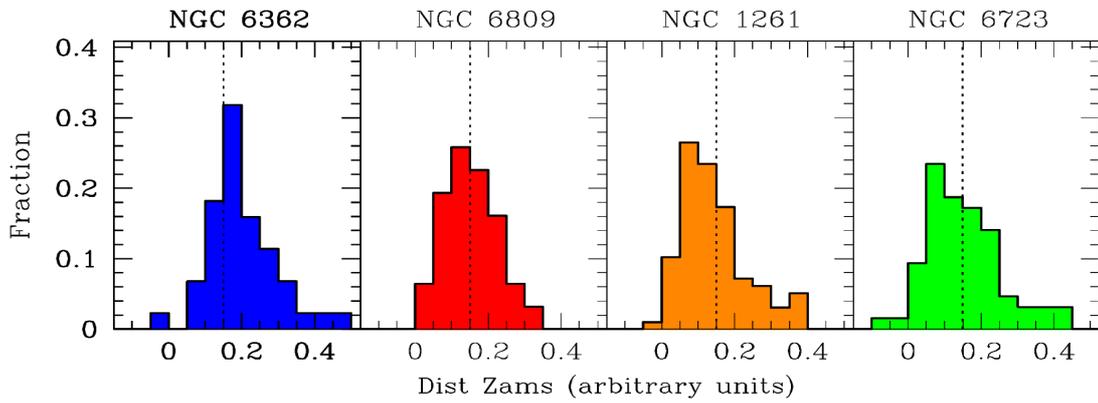


Figura 4.11: Confronto tra gli istogrammi delle distanze delle BSS dalla ZAMS per i GC NGC 6362 (blu), NGC 6809 (rosso), NGC 1261 (arancione) e NGC 6723 (verde). I grafici sono normalizzati a uno, perciò il valore di ogni bin corrisponde alla frazione di BSS presente a una certa distanza dalla ZAMS, rispetto al numero totale di BSS dell'ammasso. La linea tratteggiata verticale è posizionata, in tutti i pannelli, a  $d_{ZAMS} = 0.15$ , il valore al quale si presenta il picco in NGC 6362.

Osservando la Figura 4.11 si può notare, già ad occhio, come l'istogramma di NGC 6362 sia profondamente diverso dagli istogrammi dei tre GC di confronto. In particolar modo si possono fare due osservazioni: la prima è che la sequenza di BSS nel CMD di NGC 6362 appare più collimata rispetto a quelle degli altri ammassi (ben il 34% delle BSS sono all'interno di un unico bin:  $0.15 < d_{ZAMS} < 0.2$ ), la seconda è che nel caso di NGC 6362 la frazione di BSS vicine alla ZAMS sembra essere molto inferiore rispetto agli altri tre casi. Facendo i conti, infatti, si trova che, entro 0.15 unità arbitrarie di distanza dalla ZAMS ( $d_{ZAMS} < 0.15$ ), è collocato solo il 27% delle BSS di NGC 6362, contro il 52% delle BSS di NGC 6809, il 61% delle BSS di NGC 1261 e il 55% delle BSS di NGC 6723 (tabella 4.3).

| Nome GC         | BSS con $d_{ZAMS} < 0.15$ |
|-----------------|---------------------------|
| <b>NGC 6362</b> | <b>27%</b>                |
| NGC 6809        | 52%                       |
| NGC 1261        | 61%                       |
| NGC 6723        | 55%                       |

Tabella 4.3: Percentuale di BSS entro 0.15 u.a. di distanza dalla ZAMS ( $d_{ZAMS} < 0.15$ ) per i quattro GC in esame.

È stato effettuato il test KS che, effettivamente, conferma molto chiaramente come la distribuzione cumulativa della distanza dalla ZAMS delle BSS di NGC 6362 sia significativamente diversa da quella relativa agli altri tre ammassi in esame (Figura 4.12), i quali invece presentano distribuzioni cumulative dei valori di  $d_{ZAMS}$  consistenti tra di loro (Figura 4.13). I risultati del test KS sono riassunti in tabella 4.4.

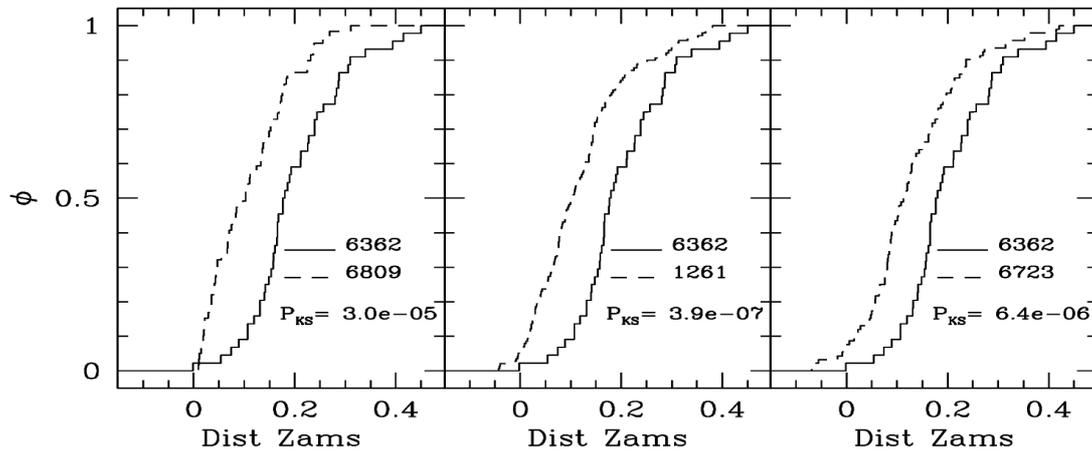


Figura 4.12: Confronti a due a due tra la distribuzione cumulativa di  $d_{ZAMS}$  di NGC 6362 (curva continua) e quella di NGC 6809 (pannello di sinistra), NGC 1261 (pannello centrale) ed NGC 6723 (pannello di destra). In ogni pannello è indicato il valore della probabilità che le due distribuzioni siano estratte dalla stessa famiglia parente, secondo il test di KS ( $P_{KS}$ ).

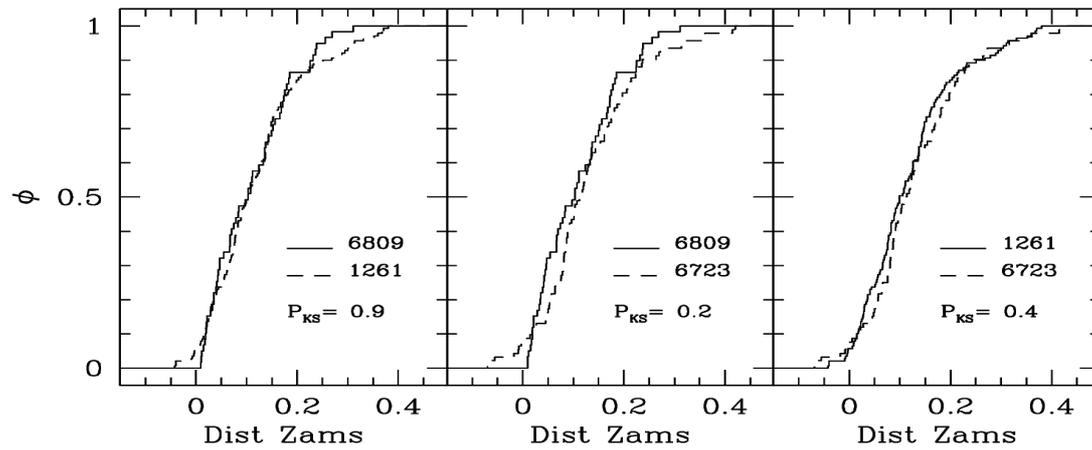


Figura 4.13: Come in Figura 4.12, ma per i 3 ammassi di riferimento, confrontati a due a due: NGC 6809 e NGC 1261 nel pannello di sinistra, NGC 6809 e NGC 6723 nel pannello centrale, NGC 1261 e NGC 6723 nel pannello di destra.

| $d_{ZAMS}$          | Test KS              |
|---------------------|----------------------|
| NGC 6362 – NGC 6809 | $3.0 \times 10^{-5}$ |
| NGC 6362 – NGC 1261 | $3.9 \times 10^{-7}$ |
| NGC 6362 – NGC 6723 | $6.4 \times 10^{-6}$ |
| NGC 6809 – NGC 1261 | 0.9                  |
| NGC 6809 – NGC 6723 | 0.2                  |
| NGC 1261 – NGC 6723 | 0.4                  |

Tabella 4.4: Risultati dei test KS tra le varie distribuzioni cumulative di  $d_{ZAMS}$ .

A questo punto è stato operato un confronto tra la distribuzione delle masse delle BSS nei quattro GC. Al posto delle distribuzioni delle masse delle BSS sono state costruite le distribuzioni delle magnitudini rinormalizzate delle BSS, che sono indicatori delle distribuzioni in massa a causa della relazione esistente per le BSS tra massa e magnitudine. Il risultato ottenuto è presentato in Figura 4.14.

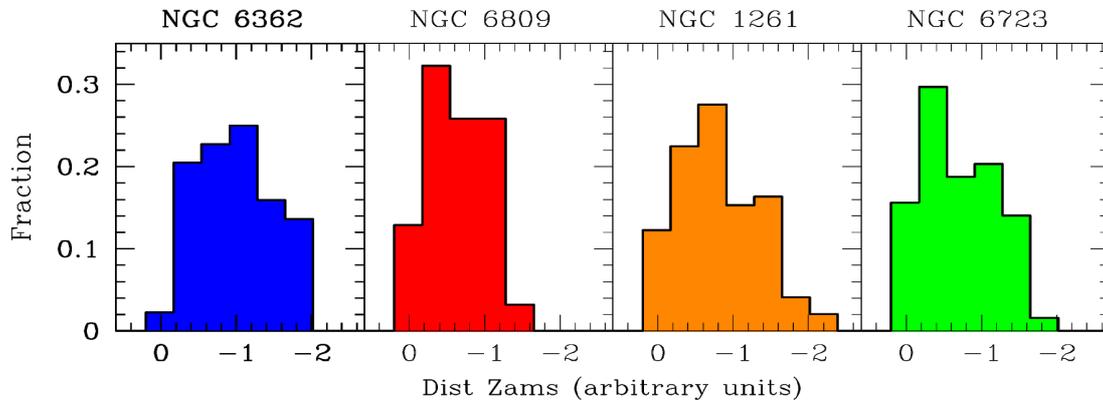


Figura 4.14: Confronto tra gli istogrammi delle magnitudini normalizzate delle BSS per i GC NGC 6362 (blu), NGC 6809 (rosso), NGC 1261 (arancione) e NGC 1261 (verde). Queste distribuzioni possono essere considerate indicatori delle distribuzioni in massa.

Osservando la Figura 4.14 si evince che le distribuzioni in massa non presentano differenze sostanziali: per tutti e quattro i GC la maggior parte delle BSS risulta distribuita attorno al valore centrale della distribuzione.

Si può concludere, quindi, che la sequenza di BSS nel CMD di NGC 6362 è peculiare (perché estremamente diversa da quella degli ammassi di confronto), ma la ragione di ciò non può essere attribuita a differenze di masse.

# Capitolo 5

## Conclusioni

In questo lavoro è stato presentato lo studio fotometrico del GC galattico NGC 6362 con l'obiettivo principale di utilizzare la distribuzione della sua popolazione di BSS come indicatore dello stato dinamico del sistema.

Sono stati utilizzati dati raccolti tramite le camere ACS e WFC3 del telescopio spaziale *Hubble Space Telescope*; in particolare sono state analizzate immagini nei filtri F275W, F336W, F438W, F606W, F658N ed F814W, coprendo così un range spettrale che spazia dal vicino ultravioletto fino al vicino infrarosso.

Dal confronto tra il CMD ottico (F814W, F606W – F814W) e le isocrone di appropriata metallicità, è stata ottenuta una stima dell'età dell'ammasso di  $12.5 \pm 0.5$  Gyr; questa stima è risultata coerente con quella ottenuta con il medesimo metodo, ma usando dati e modelli diversi, da Dotter et al. (2010).

Sfruttando l'elevata qualità fotometrica del campione a disposizione, è stato determinato il centro gravitazionale del sistema come media delle posizioni delle stelle risolte ed è stato costruito il profilo di densità proiettata in termini di conteggi di stelle per unità di area. Per coprire le regioni più esterne dell'ammasso (che non sono campionate dalle osservazioni HST) è stato utilizzato il catalogo Gaia “Data Release 2” (Gaia Collaboration, Brown, et al. 2018). L'intero profilo di densità così ottenuto è stato poi confrontato con la famiglia dei modelli di King e il best-fit ha permesso di stimare i principali parametri strutturali di esso (concentrazione, raggio di *core*, raggio di metà massa e raggio mareale). Dall'analisi del profilo di densità è risultato chiaro che NGC 6362 non ha sperimentato il fenomeno del *core collapse*.

Nell'ultima parte di tesi è stata analizzata la popolazione di BSS di NGC 6362. Sulla base della loro disposizione nel CMD sono state selezionate le popolazioni di BSS, HB, RGB, WD e turn-off. Dal confronto tra la distribuzione radiale cumulativa delle BSS e quella delle altre popolazioni di riferimento risulta evidente che le prime sono significativamente più segregate nelle regioni centrali dell'ammasso. Questo dimostra che il sistema è dinamicamente evoluto, confermando (in maniera del tutto indipendente) quanto atteso sulla base del fatto che le popolazioni multiple (che differiscono per le abbondanze degli elementi leggeri) sono spazialmente indistinguibili (Dalessandro et al. 2014).

È stata rilevata anche un'anomala concentrazione della popolazione di HB oltre i 40" dal centro. Questa potrebbe essere forse spiegata dalla presenza di BSS evolute (fotometricamente indistinguibili, ma significativamente più massive). Tuttavia i dati a disposizione non permettono di trarre conclusioni solide al riguardo.

Sono state identificate le BSS variabili (analizzando le variazioni di magnitudini nelle diverse esposizioni, e attraverso la *cross-correlazione* del catalogo costruito in questo lavoro con due cataloghi di letteratura), e per le BSS non variabili sono state

stimate le masse, attraverso un metodo che consiste nel proiettare parallelamente all'asse x in un CMD la luminosità di ogni stella su un'isocrona di 0.1 Gyr (che rappresenta la ZAMS dell'ammasso) per poi leggere la massa sull'isocrona (questo metodo non è applicabile alle stelle variabili poiché la loro posizione nel CMD varia nel tempo). La massa media delle BSS di NGC 6362 risulta essere di  $\sim 1.2 M_{\odot}$ , una stima consistente con altre presenti in letteratura (Raso et al. 2019; Baldwin et al. 2016) relative a BSS di altri ammassi.

In seguito è stata analizzata la morfologia della sequenza di BSS calcolando la distanza geometrica di queste stelle dalla ZAMS (seguendo il ragionamento effettuato da Ferraro et al. 2009b). La sequenza di BSS di NGC 6362 risulta essere particolarmente collimata, perciò è stato effettuato il confronto con le sequenze di BSS di altri tre GC con parametri strutturali simili (NGC 6809, NGC 1261 ed NGC 6723) per verificare la peculiarità di questa evidenza. Il test Kolmogorov-Smirnov ha confermato che la morfologia osservata in NGC 6362 è significativamente diversa da tutte le altre (che invece sono consistenti tra loro).

Per cercare di comprendere il motivo di questa particolarità nella morfologia della sequenza di BSS di NGC 6362, è stata sovrapposta al CMD la ZAMS shiftata di -0.75 magnitudini, e si è osservato che questa passa ragionevolmente bene lungo l'allineamento sottile di BSS (Figura 5.1). Secondo l'interpretazione corrente (Ferraro et al. 2009b; Xin et al. 2015), la ZAMS shiftata di -0.75 magnitudini definisce il limite inferiore entro il quale si possono trovare sistemi binari in fase di trasferimento di massa. Il ragionevole accordo tra questo limite e la sequenza sottile osservata in NGC 6362 potrebbe quindi suggerire che la maggior parte delle BSS in questo ammasso sia di tipo mass-transfer (e derivi quindi dall'evoluzione di sistemi binari). Questo è qualitativamente consistente con il fatto che, tra i quattro ammassi confrontati, NGC 6362 sia quello con la più alta frazione di binarie (Milone et al. 2012). Tuttavia, si reputa siano necessarie ulteriori indagini per poter arrivare a conclusioni più sicure.

Per verificare che si tratti effettivamente di BSS in sistemi binari, sarebbe molto utile, per esempio, uno studio spettroscopico di queste stelle. Infatti, la misura di variazioni periodiche della velocità radiale permetterebbe di rilevare la presenza di una stella compagna. Inoltre, con un'alta risoluzione spettrale, si potrebbero evidenziare anomalie chimiche rispetto alle normali stelle di ammasso, a causa della presenza nella loro atmosfera di materiale processato dalla stella compagna. In particolare, se la compagna ha prodotto energia tramite il ciclo CNO, si dovrebbe osservare una carenza di ossigeno e di carbonio rispetto alle stelle normali. Un'altra possibilità per confermare la natura binaria di queste BSS sarebbe quella di effettuare osservazioni in banda ultravioletta, dove ci si aspetta che domini il flusso della compagna nana bianca perché in questo range spettrale la BSS è molto debole.

Tuttavia, per motivi diversi, nessuna di queste analisi potrebbe garantire (da sola) risultati certi, perciò sarebbe vantaggioso effettuarle tutte e tre, prima di poter confermare (o, eventualmente, confutare) l'ipotesi esposta.

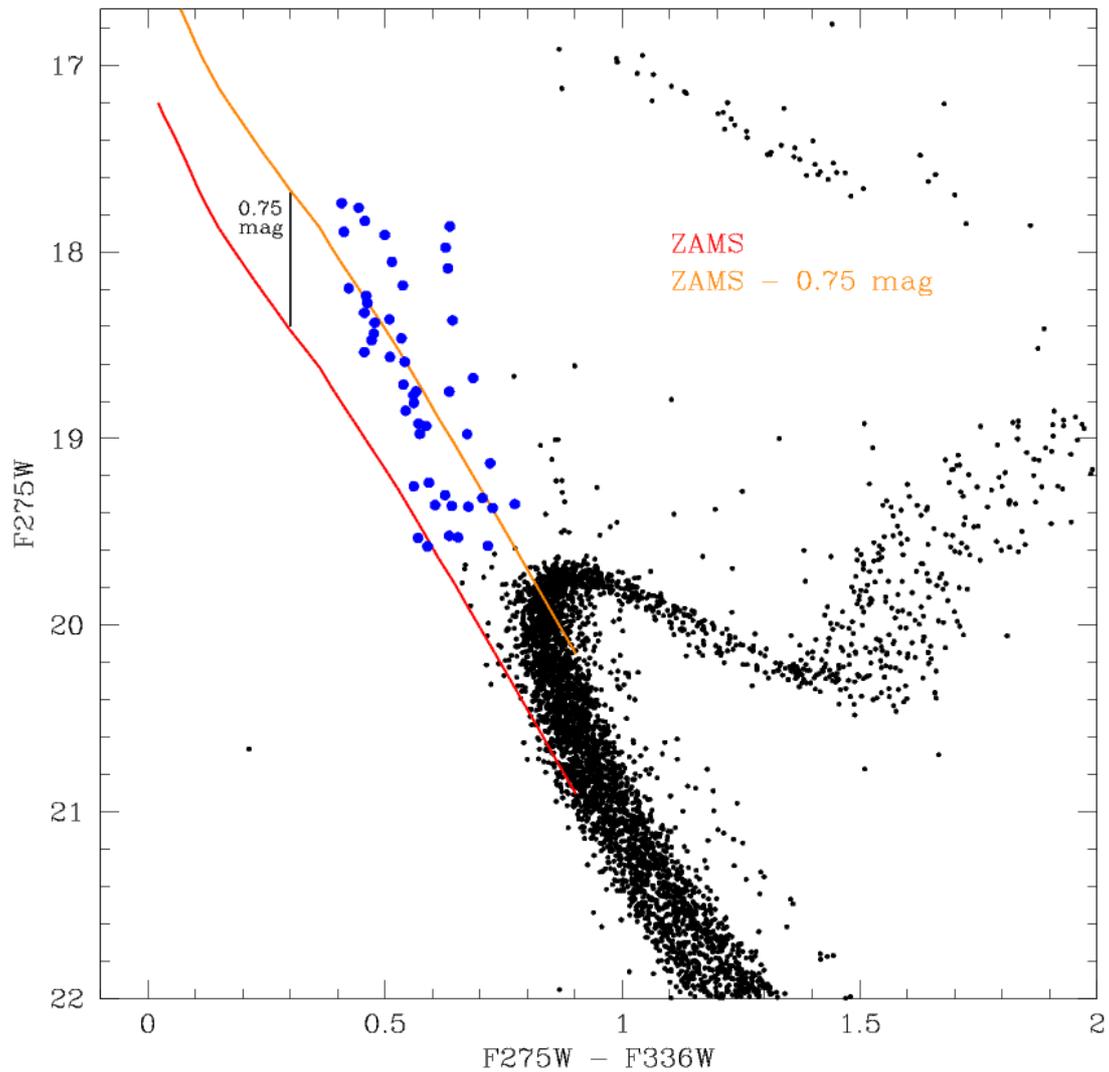


Figura 5.1: CMD (F275W, F275W - F336W) di NGC 6362 con evidenziate le BSS (punti blu). La curva rossa rappresenta la ZAMS, mentre la curva arancione rappresenta il limite inferiore entro il quale si possono trovare sistemi binari in fase di trasferimento di massa (la ZAMS traslata di -0.75 magnitudini).

# Bibliografia

- Alessandrini, E. et al. (2016). “N-body simulations with BSSs: defining mass segregation indicators”. *MmSAI*, 87, 513.
- Arellano Ferro, A. et al. (2018). “Metallicity and distance of NGC 6362 from its RR Lyrae and SX Phoenicis stars”. *AN*, 339, 183.
- Baldwin, A. T. et al. (2016). “Hubble Space Telescope Proper Motion (HSTPROMO) Catalogs of Galactic Globular Clusters. IV. Kinematic Profiles and Average Masses of Blue Straggler Stars”. *ApJ*, 827, 12.
- Bastian, N. et al. (2015). “Globular cluster mass-loss in the context of multiple populations”. *MNRAS*, 453, 357.
- Beccari, G. et al. (2019). “Discovery of a Double Blue Straggler Sequence in M15: New Insight into the Core-collapse Process”. *ApJ*, 876, 87.
- Bellini, A. et al. (2011). “Astrometry and Photometry with HST WFC3. II. Improved Geometric-Distortion Corrections for 10 Filters of the UVIS Channel”. *PASP* 123, 622.
- Cardelli, J. A., G. C. Clayton & J. S. Mathis (1989). “The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction”. *ApJ*, 345, 245.
- Carretta, E. et al. (2009). “Na-O anticorrelation and HB. VII. The chemical composition of first and second-generation stars in 15 globular clusters from GIRAFFE spectra”. *A&A*, 505, 117.
- Catelan, M. et al. (2010). “Globular cluster as laboratories for stellar evolution”. *Star clusters: basic galactic building blocks throughout time and space. IAUS*, 266, 281.
- Clement C. M. et al. (2001). “Variable Stars in Galactic Globular Clusters”. *AJ*, 122, 2587.
- D’Ercole, A. et al. (2008). “Formation and dynamical evolution of multiple stellar generations in globular clusters”. *MNRAS*, 391, 825.
- Dalessandro, E. et al. (2013). “Double Blue Straggler Sequences in Globular Clusters: The Case of NGC 362”. *ApJ*, 778, 135.

- Dalessandro, E. et al. (2014). “First Evidence of Fully Spatially Mixed First and Second Generations in Globular Clusters: The Case of NGC 6362”. *ApJ*, 791L, 4.
- de Mink, S. E. et al. (2009). “Massive binaries as the source of abundance anomalies in globular clusters”. *A&A*, 507L, 1.
- Decressin, T. et al (2007). “Fast rotating massive stars and the origin of the abundance patterns in galactic globular clusters”. *A&A*, 464, 1029.
- Denissenkov, P. A. & F. D. A. Hartwick (2014). “Supermassive stars as a source of abundance anomalies of proton-capture elements in globular clusters”. *MNRAS*, 437L, 21.
- Denissenkov, P. A. et al. (2015). “The primordial and evolutionary abundance variations in globular-cluster stars: a problem with two unknowns”. *MNRAS*, 448, 3314.
- Dotter, A. et al. (2010). “The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. IX. Horizontal Branch Morphology and the Second Parameter Phenomenon”. *ApJ*, 708, 698.
- Ferraro, F. R. et al. (2009a). “The cluster Terzan 5 as a remnant of a primordial building block of the Galactic bulge”. *Nature*, 462, 483.
- Ferraro, F. R. et al. (2009b). “Two distinct sequences of blue straggler stars in the globular cluster M 30”. *Nature* 462, 1028.
- Ferraro, F. R. et al. (2012). “Dynamical age differences among coeval star clusters as revealed by blue stragglers”. *Nature*, 492, 393.
- Ferraro, F. R. et al. (2015). “Blue Straggler Stars in Globular Clusters: A Powerful Tool to Probe the Internal Dynamical Evolution of Stellar Systems”. *ASSL*, 415, 99.
- Ferraro, F. R. et al. (2018). “The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters. XV. The Dynamical Clock: Reading Cluster Dynamical Evolution from the Segregation Level of Blue Straggler Stars”. *ApJ*, 860, 36.
- Gaia Collaboration, A. G. A. Brown, et al. (2018). “Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties”. *A&A*, 616A, 1.
- Harris, W. E. (1996). “A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way”. *AJ*, 112, 1487.

- King, I. R. (1966). “The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models”. *AJ*, 71, 64.
- Lombardi J. C. Jr., F. A. Rasio & S. L. Shapiro (1995). “On blue straggler formation by direct collisions of main sequence stars”. *ApJ*, 445, L117.
- Lovisi, L. et al. (2013). “Blue straggler stars in globular clusters: chemical and kinematical properties”. *MmSAI*, 84, 232.
- Massari, D. et al. (2017). “The chemical composition of the low-mass Galactic globular cluster NGC 6362”. *MNRAS*, 468, 1249.
- Milone, A. P. et al. (2012). “The ACS survey of Galactic globular clusters. XII. Photometric binaries along the main sequence”. *A&A*, 540A, 16.
- Montegriffo, P. et al. (1995). “IR-array photometry of Galactic globular clusters - II. JK photometry of 47 Tuc”. *MNRAS*, 276, 739.
- Mucciarelli, A. et al. (2016). “NGC 6362: The Least Massive Globular Cluster with Chemically Distinct Multiple Populations”. *ApJ*, 824, 73.
- Nardiello, D. et al. (2018). “The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters – XVII”. *MNRAS*, 481, 3382.
- O'Donnell, J. E. (1994). “R v-dependent Optical and Near-Ultraviolet Extinction”. *ApJ*, 422, 158.
- Pietrinferni, A. et al. (2006). “A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. II. Stellar Models and Isochrones for an  $\alpha$ -enhanced Metal Distribution”. *ApJ*, 642, 797.
- Piotto, G. et al. (2015). “The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters. I. Overview of the Project and Detection of Multiple Stellar Populations”. *AJ*, 149, 91.
- Raso S. et al. (2019). “Spectral Energy Distribution of Blue Stragglers in the core of 47 Tucanae”. ArXiv: 1906.01002.
- Renzini, A. & A. Buzzoni (1986). “Global Properties of Stellar Populations and the Spectral Evolution of Galaxies”. *ASSL*, 122, 195.
- Sandage, A. R. (1953). “The color-magnitude diagram for the globular cluster M3”. *AJ*, 58, 61.
- Sandquist, E., M. Bolte & P. Stetson (1996). “The Composition and Stellar Population of M5”. *ASPC*, 92, 293.

- Sarna, M. J. & J.-P. De Greve (1996). “Chemical Evolution of Algols”. *QJRAS*, 37, 11.
- Sbordone, L. et al. (2011). “Photometric signatures of multiple stellar populations in Galactic globular clusters”. *A&A*, 534A, 9.
- Xin, Y. et al. (2015). “The Binary Mass Transfer Origin of the Red Blue Straggler Sequence in M30”. *ApJ*, 801, 67.