

SCUOLA DI SCIENZE
Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia
Dipartimento di Fisica e Astronomia

**Le Blue Straggler Stars e le popolazioni multiple
in quattro ammassi globulari galattici**

Tesi di Laurea Magistrale

Candidata:
Silvia Raso

Relatore:
Chiar.mo Prof.
Francesco Rosario Ferraro

Co-relatori:
Prof.ssa Barbara Lanzoni
Dott. Emanuele Dalessandro

Sessione II - I seduta
Anno Accademico 2015-2016

*“Grazie per la vostra presenza,
la vostra pazienza,
il vostro perdono.”*

D. S.

Indice

Introduzione	2
1 Gli ammassi globulari	3
1.1 Caratteristiche principali	3
1.1.1 Generalità	3
1.1.2 Il CMD e le fasi evolutive	4
1.2 La dinamica	10
1.2.1 Parametri fondamentali	10
1.3 Gli oggetti esotici	13
1.3.1 Le <i>Blue Straggler Stars</i>	14
1.3.2 Le osservazioni UV ad alta risoluzione	15
1.3.3 Scenari di formazione delle BSS	16
1.3.4 Le BSS come traccianti dell'evoluzione dinamica degli ammassi globulari	19
1.4 Le popolazioni multiple	23
1.4.1 Proprietà osservative	24
1.4.2 Scenari di formazione	26
2 La strumentazione e la HST UV Legacy Survey of Globular Clusters	29
2.1 Il telescopio spaziale Hubble	29
2.1.1 Struttura e strumenti	30
2.1.2 La Wide Field Camera 3 (WFC3)	32
2.2 La HST UV Legacy Survey	34
2.3 Il dataset	37
2.3.1 Selezione dei <i>target</i>	37
2.3.2 NGC 2808	39
2.3.3 NGC 6093 (M 80)	40
2.3.4 NGC 6541	40
2.3.5 NGC 7078 (M 15)	40
3 Analisi dei dati	43
3.1 Operazioni preliminari	43
3.1.1 Formato delle immagini	43
3.1.2 Preparazione delle immagini	44
3.1.3 Distorsioni geometriche e correzione per la <i>pixel area map</i>	44
3.2 La riduzione fotometrica	46

3.2.1	Il software DAOPHOT	46
3.2.2	Identificazione delle sorgenti	47
3.2.3	Fotometria d'apertura	48
3.2.4	Determinazione della PSF e cataloghi delle singole immagini	48
3.2.5	Trasformazioni tra le immagini	51
3.2.6	Applicazione delle trasformazioni	52
3.2.7	Cataloghi preliminari	52
3.2.8	Raffinare la riduzione	53
3.3	Astrometria e calibrazione	55
3.3.1	Correzione delle distorsioni geometriche	55
3.3.2	Astrometria	55
3.3.3	Calibrazione	55
3.3.4	Determinazione dei <i>flag</i> di qualità	57
3.4	Presentazione dei cataloghi definitivi	59
3.4.1	Diagrammi colore-magnitudine	59
4	Selezione delle popolazioni ed evoluzione dinamica	65
4.1	Determinazione del centro	65
4.2	Selezione delle popolazioni	70
4.2.1	Diagrammi assoluti e dearrossati	70
4.2.2	Scelta del diagramma in cui effettuare la selezione	70
4.2.3	Definizione delle box di selezione	72
4.3	Le Blue Straggler Stars	74
4.3.1	Distribuzione radiale	74
4.3.2	Stime di evoluzione dinamica e area positiva	74
5	Distribuzione radiale delle popolazioni multiple	79
5.1	Evoluzione dinamica delle popolazioni multiple	79
5.2	Distribuzione radiale	82
5.2.1	Selezione delle popolazioni	82
5.2.2	Risultati	84
6	Conclusioni	87
6.1	Sviluppi futuri	88
	Bibliografia	91

Introduzione

Il presente lavoro di Tesi si inserisce nel contesto dello studio degli ammassi globulari galattici (*galactic globular clusters*, GGC) come laboratori ideali per lo studio della dinamica e dell'evoluzione stellare. Infatti, essi costituiscono il *target* più appropriato per comprendere il ruolo dell'ambiente sull'evoluzione stellare.

Gli ammassi globulari sono gli unici sistemi nell'Universo a sperimentare tutti i processi di dinamica interna conosciuti. Nelle fasi iniziali della loro evoluzione, essi sopravvivono a una fase di espansione, dovuta all'espulsione del gas primordiale e alla perdita di massa conseguente alle fasi finali di evoluzione delle stelle massicce. In seguito, la loro evoluzione è guidata principalmente da processi di rilassamento a due corpi, che portano gli ammassi sia a raggiungere più elevate concentrazioni centrali, fino eventualmente al collasso del *core*, sia a perdere stelle nelle regioni esterne.

I *target* di questa Tesi fanno parte della *HST UV Legacy Survey* degli ammassi globulari galattici (Piotto et al. 2015). Nell'ambito di questa survey sono stati osservati, in modo omogeneo, 57 ammassi globulari galattici con il telescopio spaziale Hubble e la camera WFC3, in tre bande fotometriche ultraviolette e blu. Un dataset così composto è adatto a numerosi scopi, tra cui lo studio delle popolazioni calde come le BSS e delle popolazioni multiple.

Come primo approccio sono stati selezionati quattro ammassi particolarmente popolosi e tra i più densi del campione, con due obiettivi principali:

- mettere a punto indicatori sensibili all'età dinamica;
- comprendere come e quanto l'evoluzione dinamica abbia alterato le proprietà delle popolazioni multiple in questi sistemi.

Le interazioni dinamiche sono estremamente efficaci negli ammassi globulari e, coinvolgendo sia stelle singole, sia sistemi multipli, favoriscono la formazione di oggetti non spiegabili in termini di evoluzione di una stella singola. Questi oggetti sono, ad esempio, le *Blue Straggler Stars* (BSS), le pulsar al millisecondo (*Millisecond Pulsars*, MSP), le binarie X e le variabili cataclismiche.

In particolare, questo lavoro si concentra principalmente sull'uso delle BSS come particelle di test per tracciare l'evoluzione dinamica degli ammassi globulari. Infatti, la massa delle BSS è circa 2–3 volte maggiore rispetto alla media delle stelle in sistemi stellari vecchi. A causa delle interazioni a due corpi, le BSS tendono a spostarsi verso il centro dell'ammasso (segregazione di massa), mentre stelle meno massicce sono forzate a muoversi su orbite più esterne.

È stato dimostrato (Ferraro et al. 2012) che il grado di segregazione delle BSS rispetto ad una popolazione di riferimento è un indicatore dell'età dinamica degli ammassi globulari.

Attraverso l'analisi della distribuzione radiale delle BSS, in questa Tesi viene stimato un indicatore di evoluzione dinamica nel caso di quattro ammassi globulari galattici.

La scoperta delle popolazioni multiple, ovvero della presenza negli ammassi globulari di più sottopopolazioni con differenti abbondanze di elementi leggeri, ha segnato un'importante rivoluzione della nostra comprensione della formazione e delle prime fasi di evoluzione di questi oggetti.

Sono stati proposti numerosi scenari allo scopo di spiegare il fenomeno delle popolazioni multiple. Tuttavia, al momento essi non sono in grado di riprodurre gran parte delle proprietà osservate delle popolazioni multiple.

In questo contesto, lo studio della distribuzione radiale è cruciale per poter vincolare le condizioni iniziali riguardo la disposizione delle popolazioni multiple, e la loro evoluzione per effetto della dinamica

Il lavoro di tesi è articolato nel seguente modo:

- Nel **Capitolo 1** vengono esposte le caratteristiche generali degli ammassi globulari, ne viene descritta la struttura, la dinamica e i fenomeni ad essa collegati; vengono introdotti gli oggetti esotici ed in particolare le BSS, le loro caratteristiche, gli scenari di formazione e il loro ruolo come traccianti dell'età dinamica del sistema; in ultimo, vengono descritte le popolazioni multiple negli ammassi globulari e si riporta una panoramica dei possibili scenari di formazione finora proposti.
- Nel **Capitolo 2** viene descritta la strumentazione utilizzata per ottenere le immagini utilizzate per questo lavoro; dopodichè viene presentata la survey da cui sono stati estratti gli ammassi. Successivamente si riportano i criteri con i quali sono stati selezionati gli ammassi studiati, di cui sono riportate le caratteristiche salienti.
- Nel **Capitolo 3** vengono descritte le procedure di riduzione fotometrica, astromettrizzazione e calibrazione, utilizzate per produrre i cataloghi dei quattro ammassi considerati. In seguito, vengono presentati i cataloghi così ottenuti e ne vengono mostrati i diagrammi colore-magnitudine.
- Nel **Capitolo 4** viene riportata la procedura utilizzata per il calcolo del centro degli ammassi obiettivo del lavoro e vengono discussi i risultati del confronto della distribuzione radiale delle BSS con una popolazione di riferimento. Viene inoltre definito il parametro “area positiva”, calcolato per ciascun ammasso selezionato.
- Nel **Capitolo 5** viene presentata la selezione delle popolazioni multiple e lo studio delle rispettive distribuzioni radiali.
- Nel **Capitolo 6** vengono riassunte le conclusioni ottenute dall'analisi dei dati, per quanto riguarda le BSS come traccianti dell'evoluzione dinamica e le popolazioni multiple e la loro disposizione.

Capitolo 1

Gli ammassi globulari

In questo capitolo vengono presentati gli ammassi globulari, oggetto di studio di questa Tesi. Nella sezione 1.1 ne vengono descritte le caratteristiche principali; nella sezione 1.2 vengono descritte le loro proprietà dinamiche; nella sezione 1.3 si introducono gli oggetti esotici e, in particolare, vengono descritte le *Blue Straggler Stars*; nella sezione 1.4 viene presentato il fenomeno delle popolazioni multiple.

1.1 Caratteristiche principali

1.1.1 Generalità

Gli ammassi globulari (da qui in avanti GC, dall'inglese *globular cluster*), sono sistemi stellari composti tipicamente da $10^5 - 10^6$ stelle, gravitazionalmente legate e distribuite secondo una geometria pressochè sferica. Nella nostra Galassia (in tal caso si parla di ammassi globulari galattici, ovvero *galactic globular clusters*, GGC) ne sono stati indentificati circa 150 (Harris 1996, versione 2010), che sono tipicamente distribuiti nell'alone e nel *bulge*. In figura 1.1 è riportata un'immagine del GGC M 15 ottenuta con il telescopio spaziale Hubble.

I GC della Via Lattea hanno età compresa tra 10 e 13 Gyr, pertanto sono sistemi formati nelle prime fasi della storia dell'Universo e risultano importanti traccianti di epoche remote.

Si pensa che i GC si siano formati dal collasso di una singola nube molecolare. Essi infatti sono il miglior esempio conosciuto in natura di popolazione stellare semplice (*simple stellar population*, SSP), formata cioè da stelle coeve e con la stessa composizione chimica.

Per la loro relativa semplicità, i GC sono stati storicamente usati come *template* ideale per validare i modelli di evoluzione stellare e comprendere sistemi più complessi, come le galassie. Mentre la definizione di SSP può essere considerata ancora valida in buona approssimazione, in modo particolare per quel che riguarda l'età e l'omogeneità in termini di distribuzione degli elementi pesanti come il Fe, negli ultimi decenni è stata evidenziata la presenza di sottopopolazioni che differiscono nell'abbondanza degli elementi leggeri (come Na, O, C, N e He), aprendo nuovi dibattiti sui processi di formazione di questi sistemi.

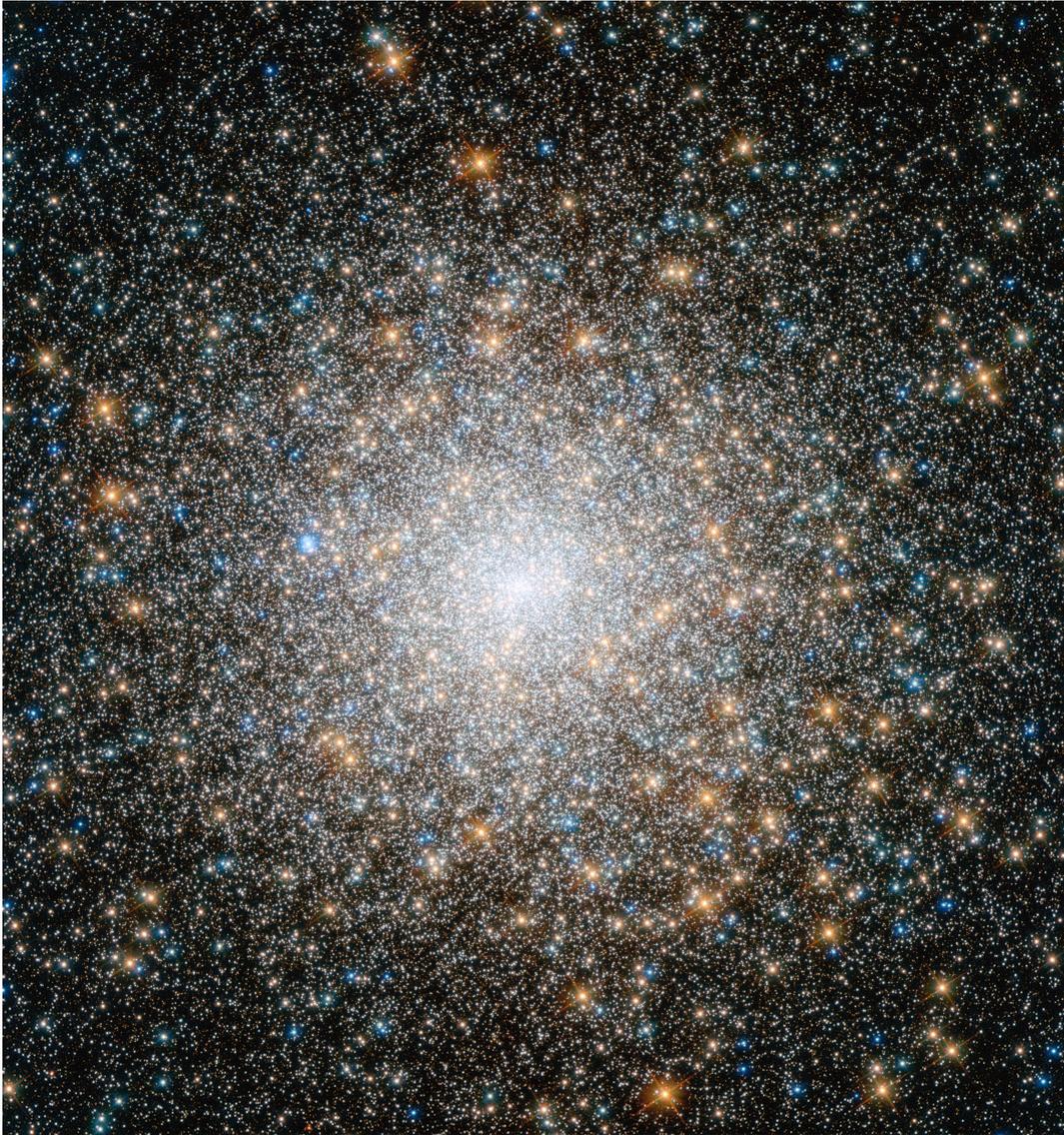


Figura 1.1: Un'immagine dell'ammasso globulare M 15, ottenuta dalla combinazione di immagini a lunghezze d'onda ultraviolette, visibili e infrarosse riprese dal telescopio spaziale Hubble, tramite le camere WFC3 e ACS (si veda la sezione 2.1). Credits: NASA/ESA.

1.1.2 Il CMD e le fasi evolutive

Come precedentemente detto, i GC sono esempi di SSP e permettono in tal modo di studiare le diverse fasi evolutive di una popolazione di fissata età e composizione chimica.

Lo strumento ideale per questo tipo di studio è il diagramma colore-magnitudine (*color-magnitude diagram*, CMD), di cui viene mostrato un esempio, ottenuto per il GGC M 3, in figura 1.2. Il CMD è il corrispettivo osservativo del diagramma temperatura-luminosità, noto come diagramma di Hertzsprung-Russel (diagramma HR). Nel CMD ogni stella è definita da un colore e una magnitudine, che corrispondono rispettivamente alla temperatura superficiale ($\log(T_{eff})$) e alla lu-

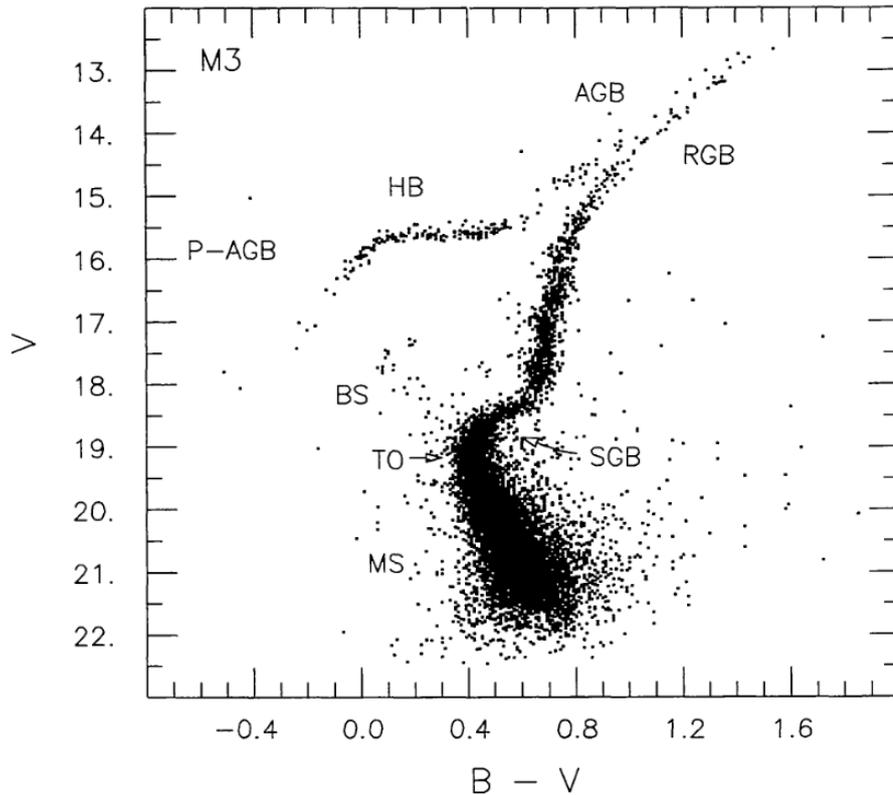


Figura 1.2: Un CMD tipico di un GGC (in particolare è rappresentato M3) con evidenziate le principali fasi evolutive. Grafico da Renzini & Fusi Pecci (1988).

minosità ($\log(L/L_{\odot})$). Nel CMD di un GC l'appartenenza di una stella a una data sequenza dipende dal tipo di combustione nucleare che sta avendo luogo nelle regioni interne.

Di seguito sono schematicamente riportate le principali fasi evolutive, che saranno utilizzate nei Capitoli successivi.

Sequenza principale

La sequenza principale (*main sequence*, MS) è la fase evolutiva che inizia con l'innesco del bruciamento dell'idrogeno in elio nel nucleo e termina con la contrazione di quest'ultimo e l'espansione dell'involuppo. I tempi scala e le modalità con cui una stella evolve dipendono dalla sua massa e dal tipo di reazione nucleare che converte l'idrogeno in elio. Infatti, a ciascuna massa corrisponde una differente temperatura, che favorisce cicli di bruciamento diversi. In particolare:

- $M \leq 1.25M_{\odot}$: la combustione dell'idrogeno avviene mediante la reazione protone-protone e il nucleo della stella è radiativo. Al termine del bruciamento dell'idrogeno in elio nel nucleo, la combustione si sposta in modo continuo in un guscio (*shell*) spesso intorno ad esso.
- $M \geq 1.25M_{\odot}$: il bruciamento dell'idrogeno avviene principalmente attraverso il ciclo CNO e il nucleo è caratterizzato, in questo caso, dal regime convettivo.

Quando l'idrogeno è esaurito, a causa dell'omogeneità chimica del nucleo, la combustione termina in modo improvviso, producendo una contrazione che genera un aumento della temperatura. L'aumento della T_{eff} interrompe la contrazione e determina l'innesco del bruciamento in una *shell* intorno al nucleo.

Il momento in cui una stella si sposta dalla MS verso la successiva fase evolutiva (ramo delle sub-giganti), corrisponde nel CMD al punto detto di *turn-off* (TO), che equivale al punto più luminoso e caldo della sequenza principale nel diagramma HR.

Ramo delle sub-giganti

Questa fase evolutiva (*sub-giant branch*, SGB) è caratterizzata dalla contrazione del nucleo e dalla combustione di idrogeno in elio in una *shell* spessa. Durante questa fase la luminosità rimane circa costante.

Anche in SGB il comportamento delle stelle differisce al variare della massa. Stelle di piccola massa in MS hanno sviluppato un nucleo radiativo e quindi la transizione della combustione dal nucleo alla *shell* avviene in modo lento e continuo rendendo la fase piuttosto lunga ($\sim 10^9$ yr). Stelle di grande massa in MS hanno sviluppato un nucleo convettivo e la contrazione ha innescato rapidamente le reazioni termonucleari nella *shell*, rendendo, al crescere della massa, molto rapida la transizione a fasi successive.

Ramo delle giganti rosse

Questa fase (*red giant branch*, RGB) è caratterizzata dal bruciamento di idrogeno in elio in una *shell* sottile. Nel diagramma HR (o CMD) le stelle in RGB seguono un percorso evolutivo parallelo alla traccia di Hayashi.

Durante questa fase la convezione superficiale riesce a raggiungere gli strati profondi della stella, portando in superficie gli elementi sintetizzati nel nucleo (tale fenomeno è chiamato primo *dredge-up*). Essa, inoltre, rende omogenea la composizione chimica dalla superficie fino al punto di massima penetrazione della convezione, lasciando una discontinuità nel profilo di idrogeno. Durante l'evoluzione lungo l'RGB la *shell* di combustione dell'idrogeno continua ad assottigliarsi progressivamente e si sposta verso gli strati esterni, fino a raggiungere tale discontinuità. La luminosità, che è sensibile al peso molecolare medio ($L \propto \mu^7$), subisce prima un calo e poi un nuovo aumento, provocando un attraversamento ripetuto della stessa regione del diagramma HR, come si vede in figura 1.3 (pannello di sinistra). Dal punto di vista osservativo, questo produce un addensamento di stelle nel CMD che può essere stimato come un picco nella funzione di luminosità differenziale (*RGB-bump*), o come un cambio di pendenza in quella integrale, a seguito della variazione della velocità evolutiva.

Il modo in cui termina la fase di RGB dipende dalla massa:

- $M \leq 0.5M_{\odot}$: stelle con massa così piccola non riescono a raggiungere le condizioni fisiche tali da innescare il bruciamento dell'elio, per cui evolvono direttamente come nane bianche di elio.

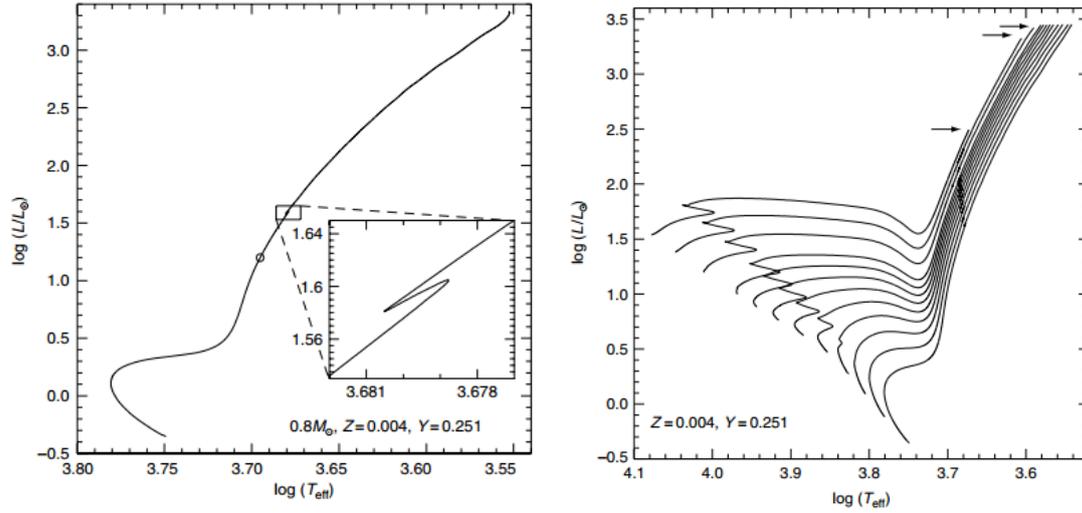


Figura 1.3: Pannello di sinistra: è rappresentata la traccia evolutiva di una stella di $0.8 M_\odot$. Il cerchio vuoto corrisponde al punto in cui avviene il primo *dredge-up*. Nel riquadro è riportato un ingrandimento della zona del diagramma HR in cui si verifica l'*RGB-bump*. Pannello di destra: tracce evolutive di stelle con massa compresa tra 0.8 e $2.2 M_\odot$. Le tre frecce indicano il punto terminale dell'RGB per stelle di $2.2 M_\odot$, $2 M_\odot$ e $M < 2 M_\odot$. Per queste ultime, la luminosità dell'*RGB-tip* è circa costante. Grafici da Salaris & Cassisi (2005).

- $0.5 M_\odot \leq M \leq 2.2 M_\odot$: per questo intervallo di masse il nucleo è in condizioni degeneri, per cui la pressione non dipende dalla temperatura e continua a crescere, fino a raggiungere un'instabilità termica che provoca l'innesco del bruciamento dell'elio in modo esplosivo (*He-flash*), la cui energia rimuove la degenerazione. Tale innesco avviene tipicamente quando la massa del nucleo è $\sim 0.5 M_\odot$, indipendentemente dalla massa iniziale della stella. Ciò implica che la corrispondente regione terminale dell'RGB (*RGB-tip*) abbia la stessa magnitudine per tutte le stelle in questo intervallo di massa (come rappresentato in figura 1.3, pannello di destra). Questo rende quindi possibile l'utilizzo di tale punto come una candela standard per la determinazione delle distanze.
- $M \geq 2.2 M_\odot$: In queste stelle il nucleo non è degenere, ma in regime di gas perfetto. Per questo motivo l'innesco del bruciamento dell'elio avviene in regime termoregolato quando il nucleo raggiunge la temperatura e la densità necessarie ($T \sim 10^8$ K e $\rho \sim 10^4$ g cm $^{-3}$).

Braccio orizzontale

Durante la fase di braccio orizzontale (*horizontal branch*, HB) avviene la combustione stabile dell'elio nel nucleo, accompagnata dal bruciamento dell'idrogeno in *shell*. In tutte le stelle con massa superiore a $\sim 0.5 M_\odot$ si verificano le condizioni necessarie per il bruciamento dell'elio in carbonio e ossigeno, che avviene, indipendentemente dalla massa, attraverso i processi 3α e 4α .

Il posizionamento delle stelle in HB dipende dalla loro massa.

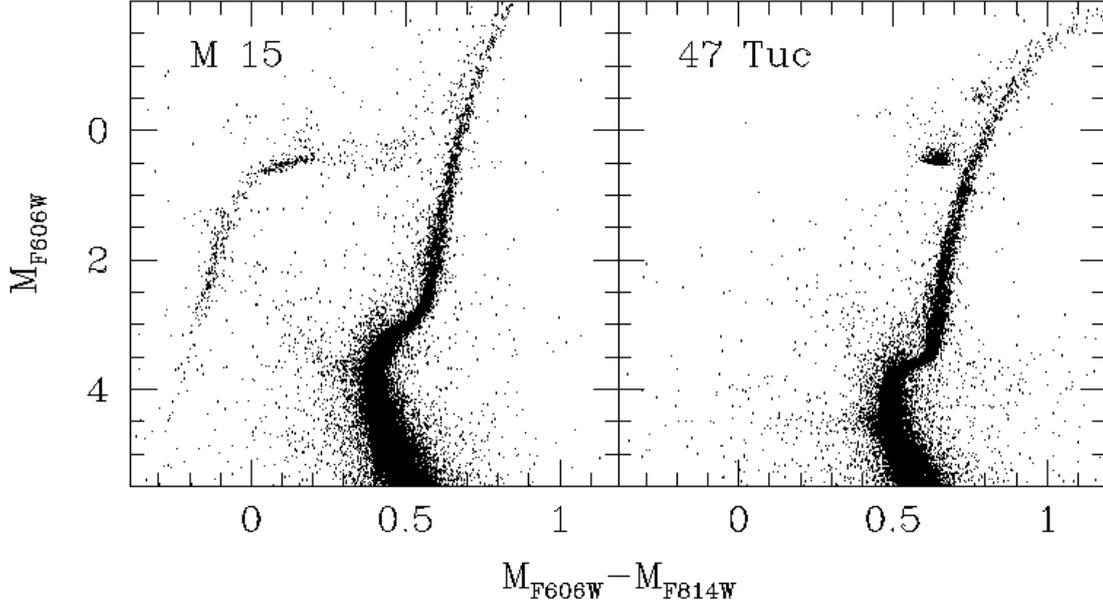


Figura 1.4: La stessa porzione di CMD per M 15 (pannello di sinistra) e 47 Tuc (pannello di destra), ottenuti tramite la fotometria della ACS survey (Anderson et al. 2008; Sarajedini et al. 2007). A sinistra il braccio orizzontale si presenta esteso verso le alte temperature (parte blu del CMD), mentre a destra la fase di bruciamento dell'elio assume la morfologia denominata *red clump*.

- $M \leq 2.2M_{\odot}$: stelle di tale massa hanno sperimentato l'*He-flash* e quindi hanno tutte $M_c \sim 0.5M_{\odot}$. La loro posizione in HB dipende dal rapporto tra la massa del nucleo e la massa totale ($q = M_c/M_{tot}$), quindi essenzialmente dalla quantità di involucro residua. Un'involuppo sottile implica temperature più alte, quindi la stella si posiziona nella zona calda del diagramma HR (nella parte blu del CMD), andando a formare un braccio orizzontale esteso, come quello di M 15 (figura 1.4, pannello di sinistra). Se, invece, la quantità di involucro residua è maggiore, la temperatura è inferiore e le stelle si accumulano vicino all'RGB, formando il cosiddetto *red clump*. Un ammasso che presenta questa morfologia è 47 Tucanae, rappresentato in figura 1.4 (pannello di destra).
- $M \geq 2.2M_{\odot}$: come già detto, in questo intervallo di massa l'innesco del bruciamento dell'elio avviene in condizioni non degeneri, quando si verificano le opportune condizioni di temperatura e densità. In questo caso, l'efficienza crescente, nel produrre energia, da parte della *shell* di idrogeno, fa spostare la stella verso la parte calda del diagramma HR. L'aumento dell'energia prodotta dal nucleo di elio riporta successivamente la stella verso la traccia di Hayashi, descrivendo il cosiddetto *blue loop*, visibile in figura 1.5 (pannello di destra) per una stella di $5 M_{\odot}$.

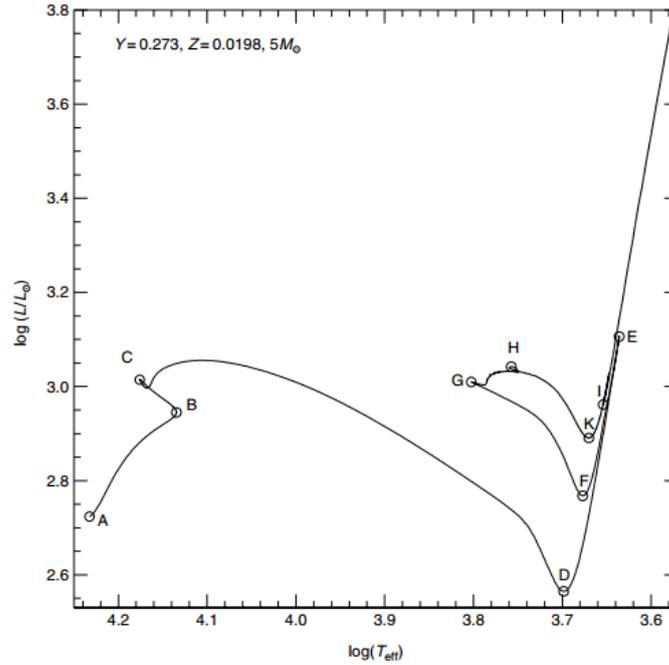


Figura 1.5: Traccia evolutiva di una stella di $5 M_{\odot}$. La fase di bruciamento dell'elio nel nucleo avviene tra i punti E e I, tra i quali la traccia evolutiva descrive il cosiddetto *blue loop*. Grafico da Salaris & Cassisi (2005).

Ramo asintotico delle giganti

La fase di ramo asintotico delle giganti (*asymptotic giant branch*, AGB) è caratterizzata dal bruciamento di idrogeno in elio e di elio in carbonio e ossigeno in due *shell*, mentre il nucleo è spento. Come nella fase di RGB, le stelle in AGB seguono nel CMD un percorso parallelo alla traccia di Hayashi.

Nuovamente, la convezione si muove verso gli strati profondi della stella e possono essere portati in superficie elementi processati nelle zone interne della stella. In particolare, in AGB possono verificarsi due eventi di questo tipo. Il secondo *dredge-up* si verifica solo in stelle più massicce di $\sim 4 - 5 M_{\odot}$, in cui la convezione porta in superficie elementi processati dal ciclo CNO nella *shell* di idrogeno. Il terzo *dredge-up* si verifica in stelle di massa compresa tra $\sim 1.5 M_{\odot}$ e $\sim 6 - 7 M_{\odot}$. Si tratta di un fenomeno complesso, durante il quale vengono a contatto la regione convettiva proveniente dall'esterno, e quella proveniente dalla zona di bruciamento dell'elio, originata dal grande flusso sviluppato dalla *shell*. Il contatto tra le due è possibile soltanto se la *shell* di idrogeno è spenta, e, in tal caso, vengono portati in superficie elementi processati dal bruciamento dell'elio.

La fine della fase di AGB è differente per stelle di diversa massa:

- $M \leq 8 M_{\odot}$: stelle di questa massa sviluppano un nucleo di carbonio e ossigeno degenere, in cui non vengono mai raggiunte le condizioni necessarie per l'innesco delle reazioni successive. Dopo una prima fase in cui solo la *shell* di elio è attiva (*early-AGB*), quest'ultima si spegne e la *shell* di idrogeno si riaccende, accumulando elio nello strato tra le due *shell*. Raggiunto un valore di massa critica, avviene l'innesco esplosivo dell'elio in condizioni

degeneri, che causa l'espansione dello strato tra le *shell*, causando l'interruzione del bruciamento dell'idrogeno. Successivamente, anche la *shell* di elio si spegne a causa del progressivo raffreddamento conseguente all'espansione. L'inviluppo subisce quindi una contrazione, permettendo la nuova accensione della *shell* di idrogeno. L'accensione alternata delle due *shell* avviene circa una decina di volte, e definisce la cosiddetta fase dei puls termici (*thermally pulsating AGB*, TP-AGB). Alla fine della fase di TP-AGB, avviene la totale espulsione dell'inviluppo, e la contrazione del nucleo degenera, che si spegne come nana bianca di carbonio e ossigeno.

- $M \geq 8M_{\odot}$: in stelle più massicce di $8 M_{\odot}$ la fase di AGB è rapidissima, in quanto nel nucleo non degenera si verificano le condizioni necessarie per l'innescio del bruciamento del carbonio e delle successive reazioni termonucleari, fino alla sintesi di elementi del gruppo del Fe. La formazione di un nucleo di ferro determina la fine dell'evoluzione di una stella di grande massa. Quando la massa del nucleo di Fe si avvicina a $M_c \sim 1.4 M_{\odot}$, la pressione degli elettroni degeneri non è più sufficiente a sostenere la struttura e il nucleo collassa, causando l'esplosione della stella come supernova di tipo II (o supernova *core-collapse*). L'esplosione di supernova lascia come *remnant* una stella di neutroni, se la massa della stella è inferiore a $\sim 24 M_{\odot}$, oppure un buco nero, per masse superiori.

1.2 La dinamica

1.2.1 Parametri fondamentali

Gli ammassi globulari sono gli unici sistemi stellari che, in un tempo di Hubble, sperimentano tutti i fenomeni conosciuti di dinamica stellare, ovvero sono sistemi collisionali. Un sistema è così definito se il suo **tempo di rilassamento a due corpi** (t_{rel}) è inferiore all'età del sistema stesso. Il tempo di rilassamento a due corpi è definito come il tempo necessario affinché le particelle del sistema perdano completamente memoria delle condizioni iniziali, a causa delle interazioni a due corpi. Per questo motivo, generalmente, per ricavare un'espressione per t_{rel} , lo si assume come il tempo necessario affinché $(\Delta v)_{\perp}^2 \sim v^2$, ovvero il momento in cui il quadrato della variazione della velocità, nella direzione perpendicolare, è diventato pari al quadrato della velocità stessa (per una trattazione più completa si veda ad esempio McMillan (2015) e referenze in esso contenute). Utilizzando questa assunzione si ha:

$$t_{rel} = \frac{\sigma(r)^3}{8\pi G^2 \langle m \rangle \rho(r) \ln \Lambda} \quad (1.1)$$

in cui $\sigma(r)$ è la dispersione di velocità a distanza r , G la costante di gravitazione universale, $\langle m \rangle$ la massa stellare media, $\rho(r)$ la densità locale, e $\ln \Lambda$ ($\sim 10 - 15$) il logaritmo di Coulomb. Da quest'espressione si vede chiaramente come il tempo di rilassamento dipenda dall'inverso della densità del sistema e dalla massa della particella.

A partire dall'equazione 1.1, se ne può ottenere una versione più compatta:

$$t_{rel} \simeq \frac{0.1N}{\ln N} t_{cross} \quad (1.2)$$

in cui compaiono soltanto il numero di oggetti del sistema (N) e il tempo di attraversamento (*crossing time*, t_{cross}). Il *crossing time* è il tempo scala caratteristico che una particella, con velocità tipica v , impiega ad attraversare un sistema di dimensione R :

$$t_{cross} = \frac{R}{v} \quad (1.3)$$

Per un GC, tipicamente si ha $N \approx 10^5$ e $t_{cross} \approx 10^5$ yr, per cui dalla 1.2 si ottiene un tempo di rilassamento circa pari a 0.1 Gyr, tempo notevolmente inferiore all'età degli ammassi globulari.

Il fatto che i GC siano sistemi collisionali implica che la distribuzione di velocità delle stelle del sistema tenda ad essere maxwelliana. Dal punto di vista formale, tale distribuzione non pone un limite superiore alla velocità delle stelle, dunque ammette anche particelle che abbiano $v \rightarrow \infty$. Tuttavia, in un GC, il limite superiore è determinato essenzialmente dalla velocità di fuga del sistema.

Il modello dinamico realistico che meglio rappresenti la struttura degli ammassi globulari è un modello di King (King 1966), che è costruito in modo che la distribuzione di velocità delle stelle sia una maxwelliana, troncata a velocità prossime a quella di fuga del sistema. In particolare, la funzione di distribuzione di un profilo di King assume la seguente forma:

$$f(E) = \begin{cases} C(e^{-E/\sigma^2} - 1) & \text{se } E < 0 \\ 0 & \text{se } E \geq 0 \end{cases} \quad (1.4)$$

Nell'equazione 1.4 C è una costante legata alla densità, σ è un parametro legato alla dispersione di velocità, ed E è l'energia per unità di massa:

$$E = \frac{v^2}{2} + \Psi(r) \quad (1.5)$$

dove $\Psi(r)$ è il potenziale medio.

I GC si muovono nel potenziale gravitazionale della nostra galassia, quindi, oltre una data distanza dal centro, diventa predominante l'effetto del campo gravitazionale della Via Lattea invece che quello dell'ammasso globulare stesso. Viene definito quindi un raggio di troncamento (o raggio mareale), r_t , ovvero il raggio oltre al quale non ci sono stelle gravitazionalmente legate all'ammasso. La condizione $E \geq 0$ è quindi equivalente a $r \geq r_t$ e il potenziale Ψ è definito in modo che sia $\Psi(r_t) = 0$. In figura 1.6 è riportata, a scopo di esempio, una famiglia di modelli di King con differente r_t .

Altre quantità caratteristiche della struttura dei GC sono il raggio di *core*, r_c , definito come la distanza dal centro in cui la brillantezza superficiale è pari alla metà del valore che assume esattamente nel centro dell'ammasso, o il raggio di metà luminosità, r_h , raggio entro il quale è compresa la metà della luminosità totale.

Gli ammassi globulari sono oggetti comunemente caratterizzati da una elevata densità stellare nelle regioni centrali. Una prima classificazione basata sulla concentrazione era stata fatta da Shapley & Sawyer (1927), che definivano dodici classi,

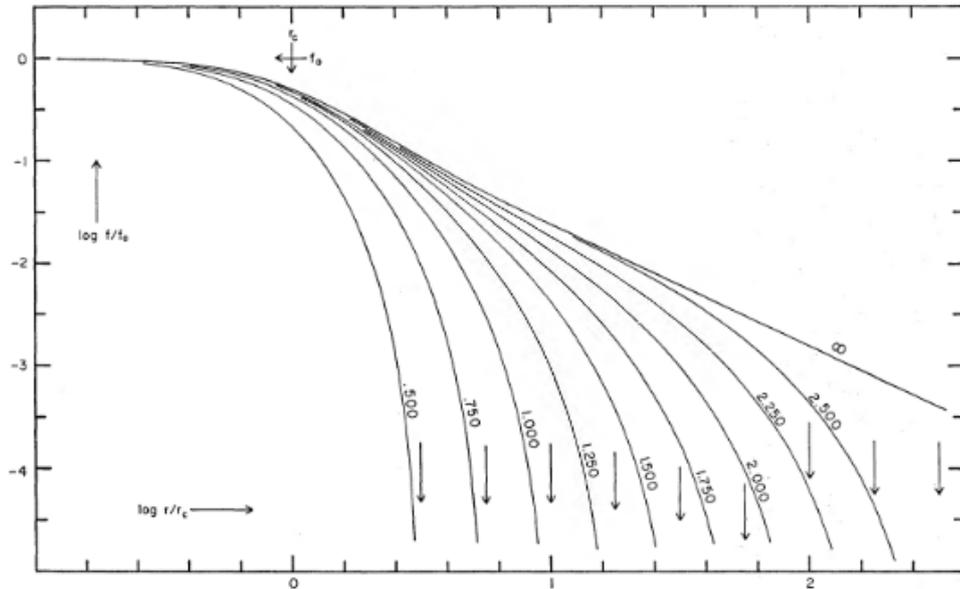


Figura 1.6: Alcuni esempi di modelli di King. In ascissa il logaritmo della distanza dal centro in unità di r_c , in ordinata il logaritmo della brillantezza superficiale normalizzata al suo valore centrale. La serie di frecce in basso a destra indica la posizione di r_t per ognuno dei modelli rappresentati. Grafico tratto da King (1966).

in cui la I risultava essere popolata dai GC più densi. Dal rapporto tra il raggio di troncamento e il raggio di *core* viene definito il parametro di **concentrazione** dell'ammasso:

$$c = \log\left(\frac{r_t}{r_c}\right) \quad (1.6)$$

che quantifica, appunto, la tendenza delle stelle a essere più o meno concentrate nelle regioni centrali dell'ammasso. Un parametro simile che indica quanto le stelle siano vicine tra loro è la **densità di luminosità centrale** (ρ_0), che può essere trasformata in densità di massa assumendo un valore del rapporto massa-luminosità (M/L).

I frequenti incontri tra stelle in un GC, sia nella forma di collisioni dirette, che interazioni a distanza (forti e deboli), tendono a portare il sistema in uno stato di equipartizione dell'energia cinetica. A causa di ciò, le stelle più massicce tendono a perdere energia cinetica e quindi a disporsi nelle zone centrali, mentre stelle più leggere acquiscono energia e tendono a disporsi su orbite più esterne, fino a sfuggire dal sistema. Questi due fenomeni vengono chiamati rispettivamente **segregazione di massa** ed **evaporazione**.

Immediata conseguenza della perdita delle stelle più leggere è il **collasso del core**: a causa dell'evaporazione, il sistema perde energia cinetica, e si contrae per il Teorema del Viriale. In particolare, la contrazione interessa principalmente il nucleo. Si tratta di un fenomeno che si autoalimenta, dal momento che la contrazione del sistema rende gli incontri tra stelle più frequenti, e altre stelle leggere guadagnano l'energia necessaria a sfuggire dal sistema.

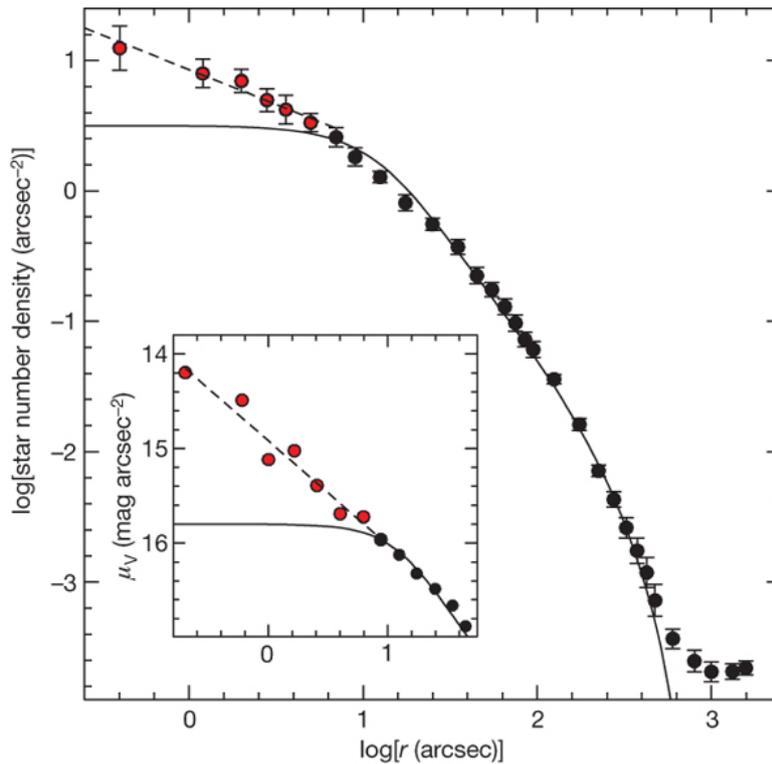


Figura 1.7: Esempio di profilo di densità di un ammasso che ha subito il collasso del *core*; in particolare si tratta di M 30. La linea nera continua rappresenta il modello del profilo di King; la linea tratteggiata è una legge di potenza con pendenza $\alpha \approx -0.5$, che ben ricalca l'andamento delle zone centrali, non rappresentabili con un profilo di King. Grafico da Ferraro et al. (2009b).

L'unico modo per arrestare il collasso del *core* è fornire energia al sistema. Ad esempio, questo può accadere tramite l'interazione di una stella con un sistema binario stretto. In questo caso il sistema binario si stringe e avviene un rilascio di energia, che contrasta il collasso.

Il collasso del *core* modifica sostanzialmente il profilo di densità di un ammasso globulare, dato che durante questo processo la densità centrale tende ad aumentare notevolmente. Ammassi post-*core collapse* (PCC) si distinguono quindi da ammassi che non hanno ancora subito questo fenomeno dalla forma del profilo di densità, come si vede in figura 1.7. Si osserva chiaramente una deviazione significativa dal un profilo di King, nella forma di una legge di potenza, che interessa tipicamente i $5'' - 10''$ centrali.

1.3 Gli oggetti esotici

L'intensa attività dinamica degli ammassi globulari e le ripetute interazioni tra le stelle permettono e favoriscono notevolmente la formazione di un gran numero di oggetti esotici, ovvero sistemi non previsti dall'evoluzione stellare di una singola stella. I principali oggetti esotici presenti negli ammassi globulari sono pulsar al millisecondo (*Millisecond Pulsar*, MSP), variabili cataclismiche (*Cataclismic Va-*

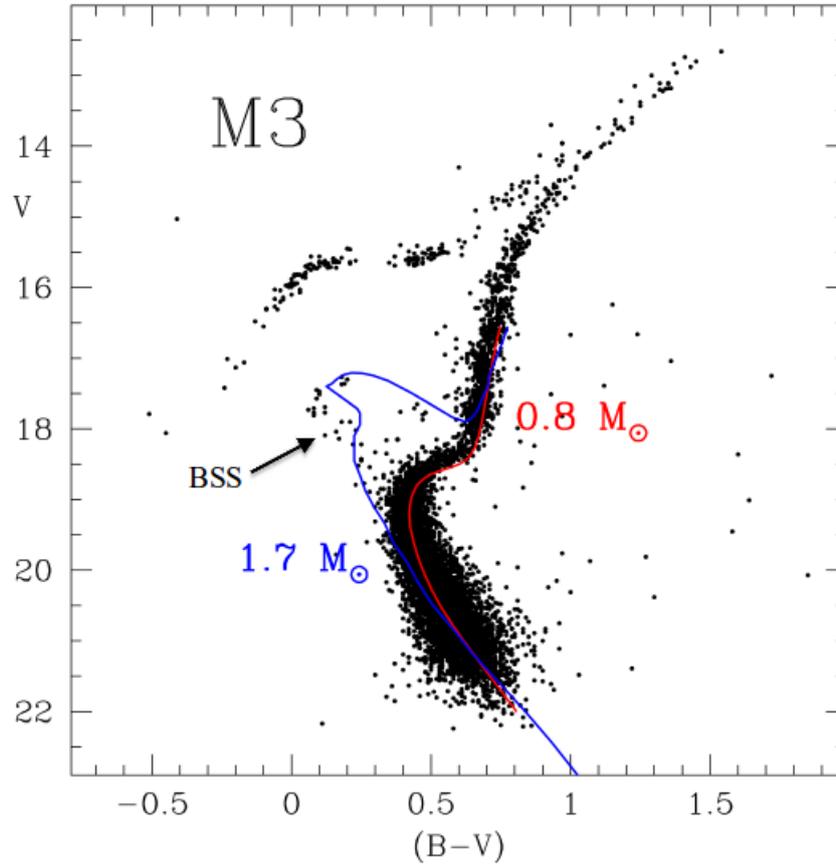


Figura 1.8: Diagramma colore-magnitudine di M3. In figura sono riportate, per confronto, due isocrone di riferimento che corrispondono a una M_{TO} pari a $0.8M_{\odot}$ (linea rossa) e a $M_{TO} \sim 1.7M_{\odot}$ (linea blu). Grafico da Ferraro et al. (2015).

riables, CV), binarie X di bassa massa (*Low Mass X-ray Binaries*, LMXB) e le *Blue Straggler Stars* (BSS). La formazione di queste classi di oggetti è fortemente favorita dall'evoluzione o dalla formazione *ex-novo* di sistemi binari e dalla loro interazione con altre stelle dell'ammasso. Pertanto lo studio degli oggetti esotici nei GC è un importante strumento per poter studiare i fenomeni dinamici che avvengono e la loro influenza sull'evoluzione stellare.

1.3.1 Le *Blue Straggler Stars*

Tra tutte le classi di oggetti esotici citati, questo lavoro si focalizza sulle BSS, come traccianti dello stato di evoluzione dinamica dell'ammasso ospite.

Le BSS sono la popolazione di oggetti esotici più numerosa nei GC. Esse sono state scoperte per la prima volta nel 1953 da A. Sandage nell'ammasso globulare M 3 (Sandage 1953). Sono facilmente osservabili e distinguibili dalle altre popolazioni dell'ammasso perché si tratta di stelle più luminose e più calde del TO; si trovano sul prolungamento ideale della sequenza principale, come indicato dalla freccia in figura 1.8.

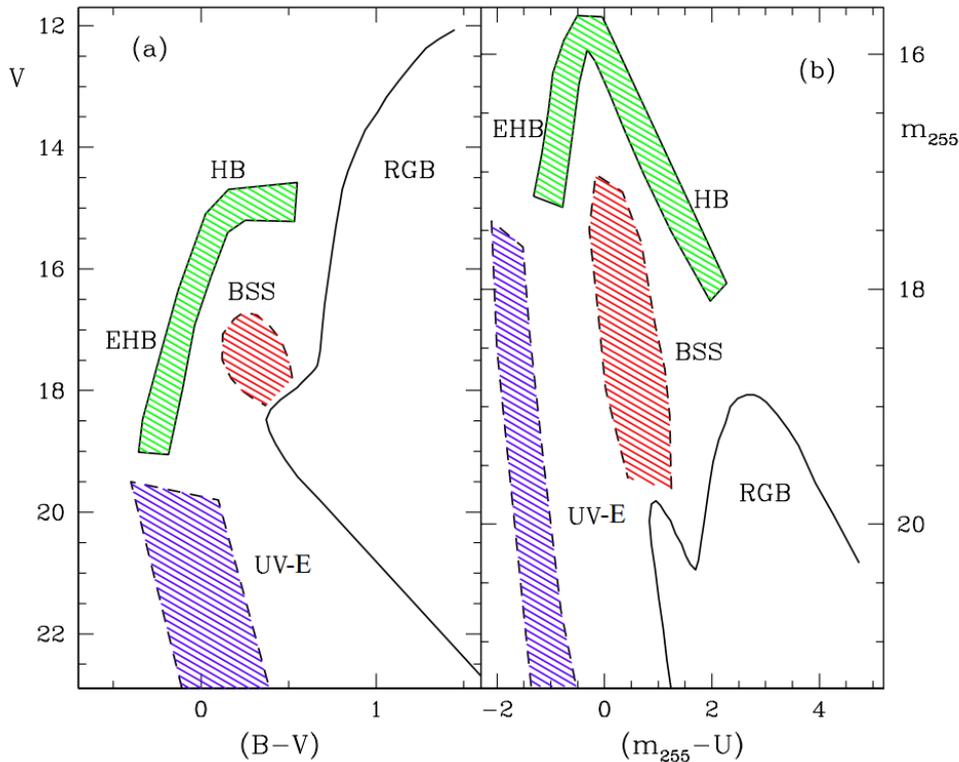


Figura 1.9: Schema del posizionamento delle varie fasi evolutive nei CMD visibile (a sinistra) e ultravioletto (a destra). Grafico da Ferraro et al. (2015).

La loro posizione nel CMD implica che si tratti di stelle più massicce rispetto a quelle che si trovano al TO. Questo è confermato da alcune misure di massa, effettuate in modo diretto nei casi in cui la stella è in un sistema binario (Geller et al. 2009), o ricavata indirettamente da misure di temperatura e gravità superficiale ottenute spettroscopicamente (si veda ad esempio Shara, Saffer & Livio 1997), o dalle loro proprietà pulsazionali (Fiorentino et al. 2014). Dal momento che i GC non hanno subito fenomeni di formazione stellare recente, l'esistenza di questi oggetti implica scenari di formazione particolari, non previsti dall'evoluzione stellare di una stella singola, che verranno approfonditi nella sezione 1.3.3.

1.3.2 Le osservazioni UV ad alta risoluzione

Dal punto di vista pratico dell'osservazione delle BSS, sono necessari due ingredienti fondamentali: elevata risoluzione spaziale e osservazioni nell'ultravioletto. Infatti, data l'elevata densità centrale dei GC, è necessario usare strumenti ad alta risoluzione per poter risolvere le singole componenti stellari. Inoltre, a lunghezze d'onda del visibile, l'emissione degli ammassi globulari, ovvero di popolazioni stellari vecchie, è dominata dalle stelle giganti, che sono luminose e fredde. Nel piano UV, le stelle calde come le BSS o l'HB diventano le più brillanti. Inoltre, a queste lunghezze d'onda, l'affollamento (*crowding*) diventa trascurabile, dal momento che le stelle di RGB diventano deboli.

In figura 1.9 sono mostrati schematicamente due CMD nel visibile e nell'ultravioletto. Si nota chiaramente come nel secondo le popolazioni calde, in particolare le BSS, descrivano una sequenza luminosa e praticamente verticale al di sopra del punto di TO.

Sulla base di quanto detto, è evidente che l'avvento di HST, con la sua elevata risoluzione spaziale e con la possibilità di osservare a lunghezze d'onda inferiori a 3000 Å, è stato determinante per lo studio dei GC in generale e delle BSS in particolare.

1.3.3 Scenari di formazione delle BSS

Come già detto, nei GC è possibile escludere eventi di formazione stellare recente. La formazione delle BSS deve dunque necessariamente essere collegata a fenomeni che permettano a stelle "normali" di acquisire massa. I meccanismi di formazione delle BSS non sono ancora completamente compresi; i canali di formazione più probabili sono: il **trasferimento di massa in sistemi binari**, formando le cosiddette *mass transfer blue straggler stars* (MT-BSS McCrea 1964) e le **collisioni** dirette tra stelle (*collisional blue straggler stars*, COLL-BSS, Hills & Day 1976).

Il meccanismo del trasferimento di massa coinvolge stelle in sistemi binari, in cui, in determinate condizioni, una stella può accrescere massa a discapito della compagna. Il trasferimento di massa in sistemi binari si innesca quando una delle due stelle diventa di dimensioni comparabili al suo lobo di Roche¹. Nelle fasi evolutive in cui una stella si espande (SGB/RGB e AGB), è possibile che vengano raggiunte le dimensioni necessarie per innescare il trasferimento di massa. Inoltre, a causa delle numerose interazioni tra stelle che avvengono nei GC, che possono modificare l'energia di legame tra le componenti del sistema e quindi la distanza tra le due, è possibile che si verifichi trasferimento di massa anche tra stelle di sequenza principale. Infatti, se il sistema diventa più stretto, l'innescamento del trasferimento di massa è favorito, perché il lobo di Roche si restringe. La formazione di MT-BSS dipende quindi dalla frazione ed evoluzione di sistemi binari, e dall'evoluzione stellare.

Le COLL-BSS si formano invece direttamente dalla collisione di due stelle singole, o dalla coalescenza di stelle appartenenti a un sistema binario stretto. In un ambiente denso come i GC le collisioni sono molto più favorite rispetto, ad esempio, all'ambiente galattico, dove la probabilità di urto tra due stelle è sostanzialmente nulla. In particolare, in un GC si stima che circa il 10% delle stelle nel nucleo dell'ammasso possa subire o aver già subito una collisione (si veda Davies 2015, sezione 9.2). Per quanto riguarda la coalescenza di stelle in sistemi binari, il sistema deve stringersi finché le due stelle non arrivano a fondersi, non solo a livello degli involucri (fenomeno chiamato *common envelope*), ma anche per ciò che riguarda il nucleo, diventando effettivamente una stella singola. Il restringimento del sistema può avvenire sia a causa di interazioni dinamiche, ma anche se il sistema perde momento angolare, cosa che può accadere ad esempio tramite venti stellari (Vilhu

¹In un sistema binario si definisce lobo di Roche la regione entro cui il materiale è gravitazionalmente legato a ciascuna componente.

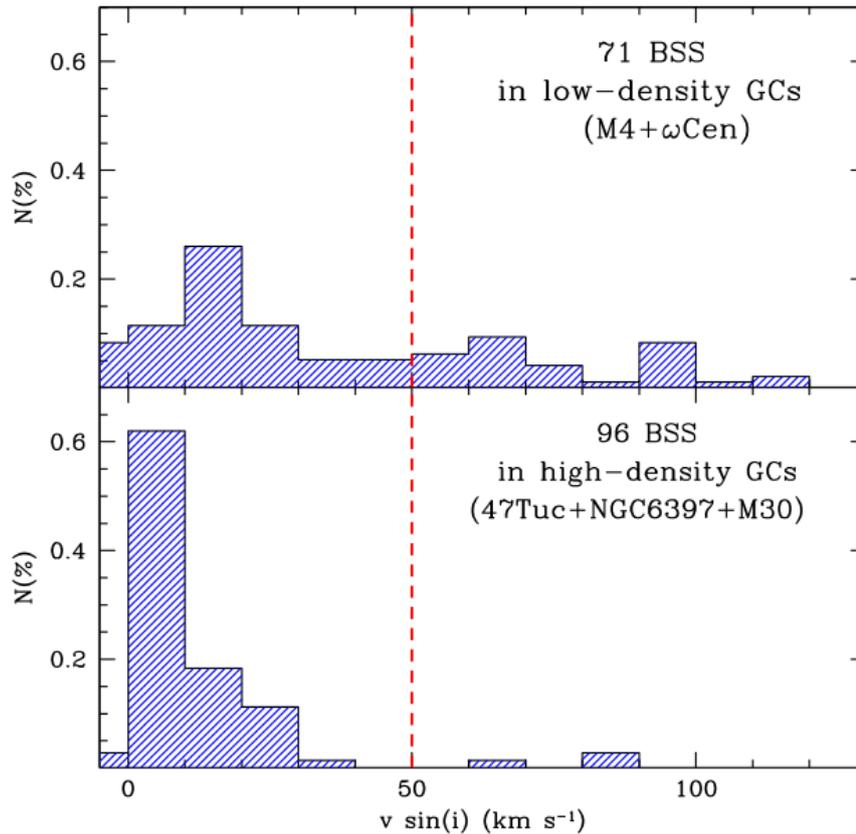


Figura 1.10: Numero di BSS con una data velocità di rotazione, per ammassi a bassa (pannello superiore) ed alta densità (pannello inferiore). Grafico da Ferraro et al. (2015).

1982). La formazione di COLL-BSS dipende quindi principalmente dal tasso di collisioni all'interno del GC, che a sua volta dipende dalla densità dell'ammasso stesso.

Tendenzialmente nel nucleo dell'ammasso ci si aspetta di trovare sia MT-BSS che COLL-BSS, mentre nelle zone esterne ci si aspetta che siano presenti quasi esclusivamente MT-BSS. Tuttavia al momento rimane molto complesso distinguere MT-BSS da COLL-BSS. In generale ci si aspetta che le MT-BSS siano rotatori veloci. In effetti, è stato osservato (Lovisi et al. 2010, 2012) che la frazione di BSS con alte velocità rotazionali è più alta in sistemi a bassa densità (figura 1.10), in cui ci si aspetta un più elevato numero di sistemi MT. Al contrario, le COLL-BSS potrebbero non mostrare forti velocità rotazionali a causa di fenomeni come il *magnetic braking* o il *disc locking* (Benz & Hills 1987; Leonard & Livio 1995; Sills, Adams & Davies 2005).

Per quanto riguarda le abbondanze chimiche, ci si aspetta che le MT-BSS mostrino evidenze in superficie delle variazioni degli elementi processati attraverso il ciclo CNO della stella donatrice (Sarna & De Greve 1996). Al contrario, simulazioni hanno mostrato come le COLL-BSS non debbano mostrare significative anomalie chimiche, dal momento che il rimescolamento tra il nucleo e gli involucri delle stelle in collisione deve essere piccolo (Lombardi, Rasio & Shapiro 1995). Sono state

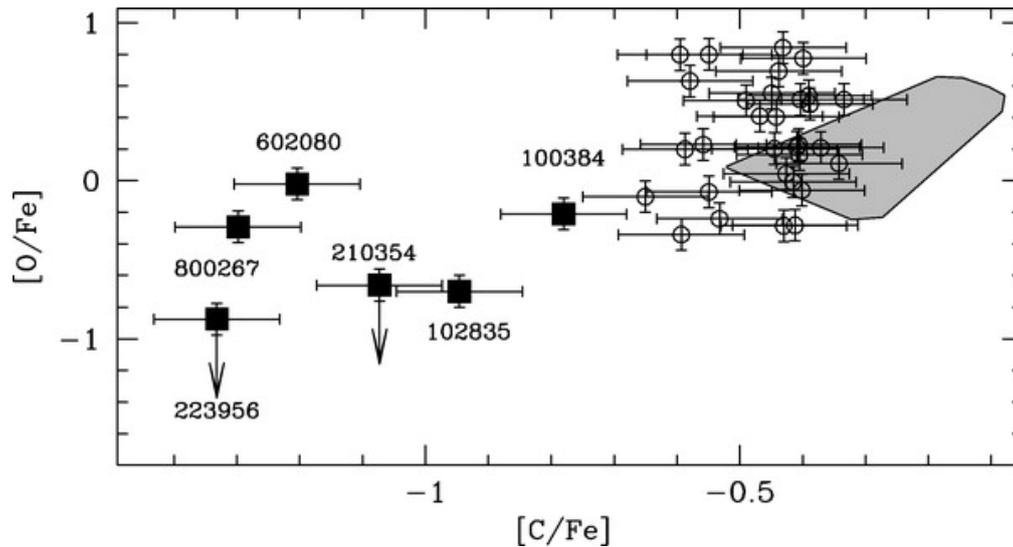


Figura 1.11: Abbondanze di ossigeno e carbonio rispetto al ferro delle BSS in 47Tuc. Si evidenziano in basso a sinistra le BSS con un'abbondanza di C e O inferiore. Grafico da Ferraro et al. (2006).

osservate alcune BSS in 47 Tucanae che mostrano una diminuzione di C e O in superficie, rispetto alle altre stelle dello stesso tipo presenti nel campione (Ferraro et al. 2006, si veda la figura 1.11). Questa particolare caratteristica può essere un risultato del trasferimento di materiale processato dal ciclo CNO, proveniente dalle zone interne della stella donatrice, identificando tali BSS come sistemi MT.

L'evidenza più significativa dell'azione contemporanea di entrambi i meccanismi di formazione, oltre che la migliore separazione dei prodotti di trasferimento di massa e collisioni consiste nella scoperta di una doppia sequenza di BSS in M 30 (Ferraro et al. 2009b) e NGC 362 (Dalessandro et al. 2013).

In figura 1.12 si osserva la netta separazione, sia in colore che in magnitudine, delle due sequenze in M 30. La sequenza blu è ben riprodotta da isocrone collisionali (linee nere in figura 1.12), mentre la sequenza rossa risulta invece consistente con la posizione nel CMD del limite inferiore in luminosità per sistemi binari in fase di trasferimento di massa (linea rossa tratteggiata). Sequenza blu e rossa potrebbero quindi essere popolate rispettivamente da COLL-BSS e MT-BSS. Il fatto che sia possibile separare le due sequenze in questi ammassi suggerisce che almeno la sottopopolazione collisionale si sia formata in tempi relativamente recenti (0.5 – 2 Gyr) a causa di qualche fenomeno che ha aumentato l'efficienza di formazione. L'evento è con tutta probabilità il collasso del *core* (M 30 infatti è un ammasso PCC), che ha favorito, grazie al rapido aumento di densità nelle regioni centrali, la formazione di entrambi i tipi di BSS in un intervallo di tempo piuttosto breve. In questo quadro interpretativo, osservare una simile caratteristica permette anche di datare il collasso del *core*, dato che la separazione viene rapidamente cancellata dalla normale evoluzione stellare, che porta le BSS a muoversi verso l'RGB. Nel caso di M 30, il collasso deve essere avvenuto da non più di 1-2 Gyr.

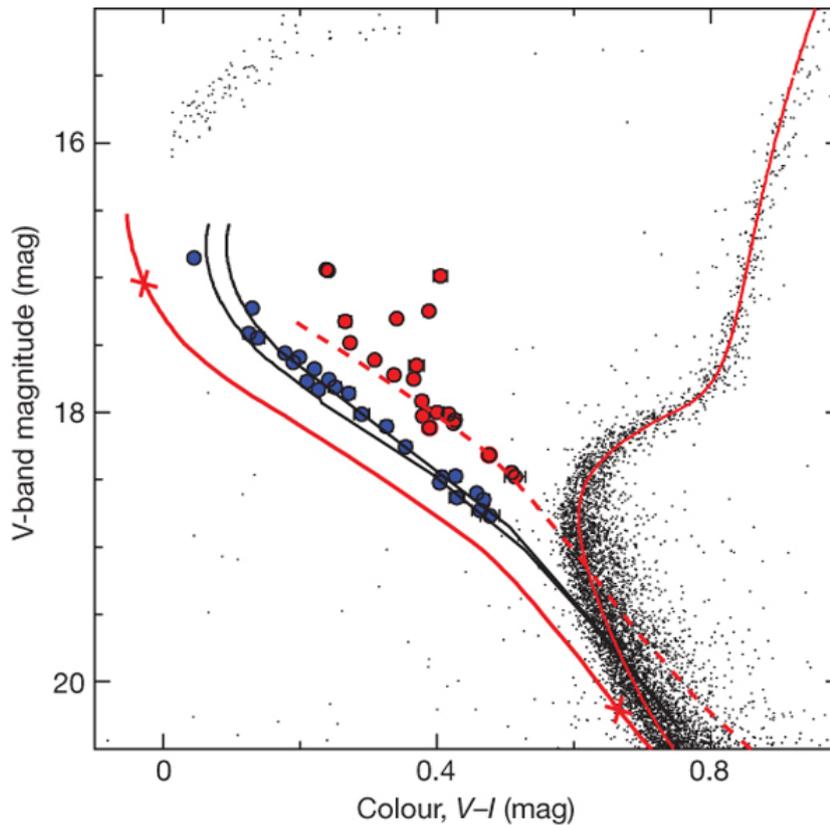


Figura 1.12: In figura la doppia sequenza di BSS di M 30. In blu e rosso le due sequenze di BSS. Le due linee continue rappresentano due isocrone rispettivamente di 13 Gyr (che rappresenta la popolazione attuale dell’ammasso) e 0.5 Gyr, che rappresenta, a scopo di riferimento, la ZAMS dell’ammasso. Le due linee nere sono isocrone collisionali di 1 e 2 Gyr. La linea rossa tratteggiata rappresenta il limite inferiore entro cui si possono trovare sistemi binari nella fase di trasferimento di massa; precisamente questa linea corrisponde alla ZAMS traslata di 0.75 mag. Grafico da Ferraro et al. (2009b).

1.3.4 Le BSS come traccianti dell’evoluzione dinamica degli ammassi globulari

Come già detto, i GC galattici hanno tutti circa la stessa età. Nonostante ciò, l’evoluzione dinamica può differenziarsi notevolmente tra un ammasso e l’altro, visto che dipende dai parametri strutturali. In particolare, al procedere dell’evoluzione dinamica, come riportato alla sezione 1.2, le stelle più massicce tendono progressivamente a concentrarsi nelle zone centrali. Ammassi con la stessa età cronologica possono quindi avere “età dinamiche” molto diverse.

Le BSS sono la particella di test ideale per tracciare l’evoluzione dinamica, in quanto sono stelle più massicce del resto della popolazione, e sono luminose (soprattutto nell’ultravioletto, si veda la sezione 1.3.2), quindi facilmente osservabili. In particolare, la distribuzione radiale delle BSS è uno strumento molto efficiente per tracciare l’evoluzione dinamica dei GC.

In Ferraro et al. (2012), la distribuzione radiale delle BSS viene analizzata in 21

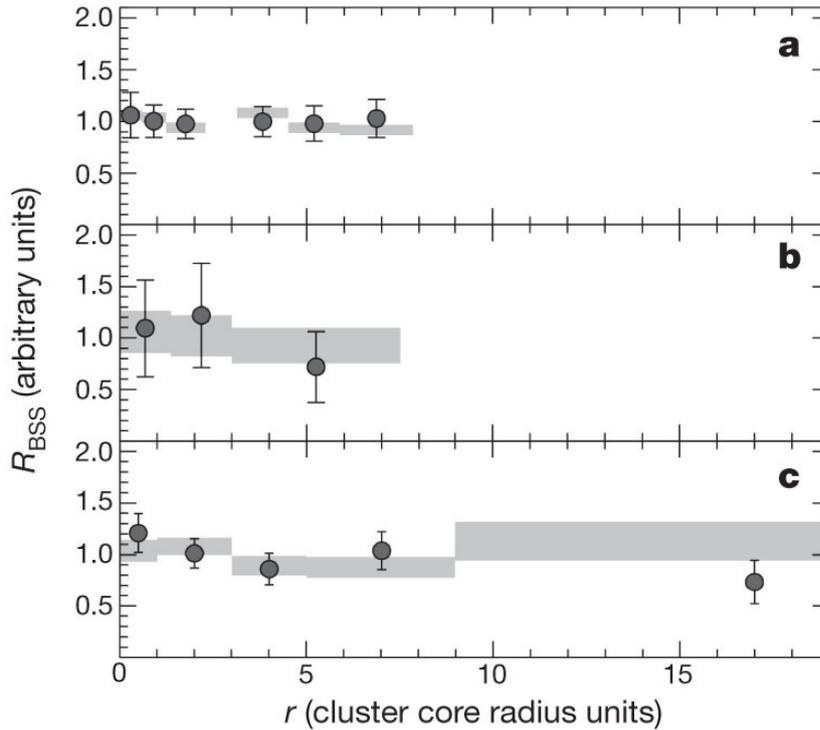


Figura 1.13: Distribuzione radiale delle BSS nel caso di ammassi di Famiglia I. Pannello (a): ω Centauri; pannello (b): Palomar 14; pannello (c): NGC 2419. Le bande grigie rappresentano la distribuzione della popolazione di riferimento. Grafico da Ferraro et al. (2012).

ammassi globulari galattici. In particolare, la distribuzione radiale viene studiata tramite il calcolo del rapporto doppio normalizzato (definito in Ferraro et al. 1993):

$$R_{BSS}(r) = \frac{N_{BSS}(r)/N_{BSS,tot}}{L_{sAMPL}(r)/L_{sAMPL,tot}} \quad (1.7)$$

dove $N_{BSS}(r)$ è il numero di BSS in un dato intervallo radiale, $N_{BSS,tot}$ è il loro numero totale; $L_{sAMPL}(r)$ è la luminosità campionata nello stesso intervallo radiale, mentre $L_{sAMPL,tot}$ è la luminosità totale. La distribuzione così calcolata viene confrontata con una popolazione di riferimento di post-MS, per cui ci si aspetta $R_{pop} = 1$ (Renzini & Buzzoni 1986). Tutti gli ammassi studiati hanno età pari a $\sim 12 - 13$ Gyr (l'unica eccezione è Palomar 14, con $t_{age} = 10.5$ Gyr), ma ci si aspetta che il loro stato di evoluzione dinamica sia differente, dal momento che hanno differenti parametri strutturali.

Esprimendo la distanza dal centro in unità di raggi di *core*, in modo tale da poter confrontare correttamente gli ammassi tra di loro, si nota che è possibile raggruppare i GC in tre famiglie.

Una prima famiglia (**famiglia I**) è composta da ammassi in cui le BSS e la popolazione di riferimento sono distribuite nello stesso modo, come mostrato in figura 1.13. La seconda famiglia (**famiglia II**) è composta da ammassi in cui chiaramente la distribuzione delle BSS si differenzia da quella della popolazione di riferimento. Si nota un andamento bimodale, con un massimo centrale e un

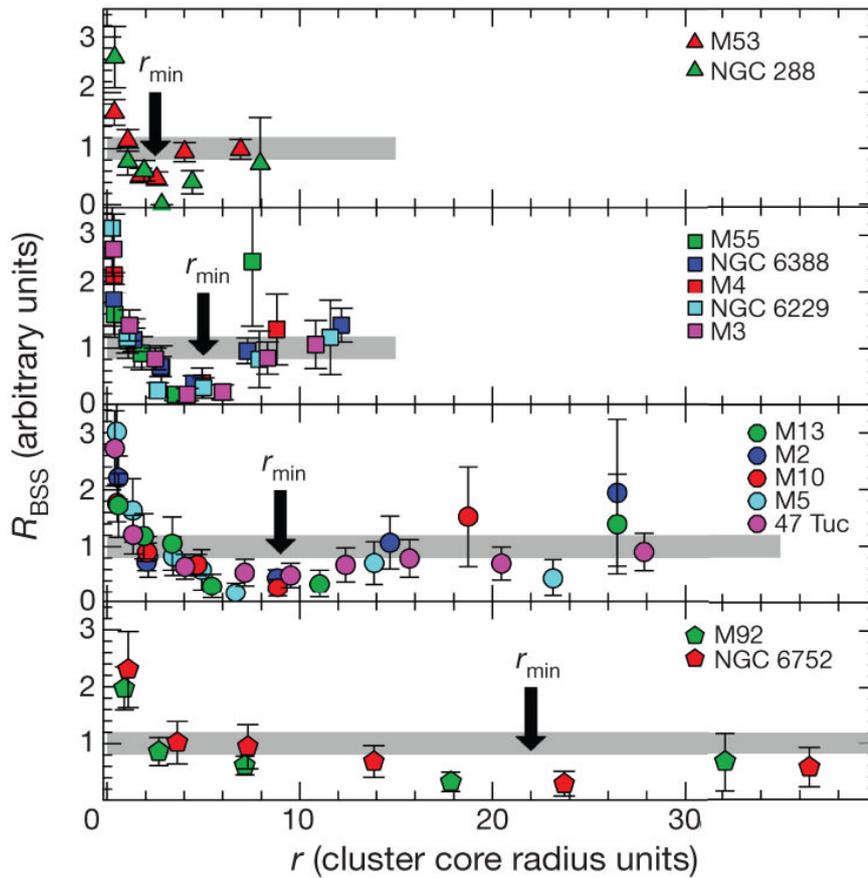


Figura 1.14: Distribuzione radiale delle BSS nel caso di ammassi di Famiglia II. Le bande grigie schematizzano l'andamento delle popolazioni di riferimento. Grafico da Ferraro et al. (2012).

minimo seguito da una risalita. I quattro pannelli della figura 1.14 sono ordinati in base alla posizione del minimo della distribuzione, che si trova via via a distanze maggiori. L'ultima famiglia (**famiglia III**, in figura 1.15) raggruppa ammassi in cui la distribuzione radiale ha un andamento monotono, con soltanto il massimo centrale e nessuna traccia della risalita, nemmeno a grande distanza dal centro.

L'ipotesi proposta da Ferraro et al. (2012) è che la principale responsabile delle modifiche alla distribuzione radiale delle BSS sia la frizione dinamica (si veda anche Mapelli et al. 2004, 2006). La sua efficienza decresce all'aumentare della distanza dal centro, perciò al passare del tempo gli oggetti massicci che si trovano a distanze via via maggiori dal centro si spostano verso il nucleo. Si sviluppa, dunque, un massimo centrale nella distribuzione delle BSS e una regione svuotata di stelle (ovvero un minimo), corrispondente alle zone più esterne in cui la frizione dinamica è stata efficiente. La posizione del minimo si sposta verso l'esterno al progredire dell'evoluzione dinamica del sistema.

Di conseguenza, in questo scenario le tre famiglie appena descritte (figure 1.13, 1.14, e 1.15), sono ordinate per età dinamica crescente. Ammassi di famiglia I sono sistemi non dinamicamente evoluti, in cui la frizione dinamica non ha ancora modificato a nessuna distanza dal centro la distribuzione delle BSS. Gli ammassi

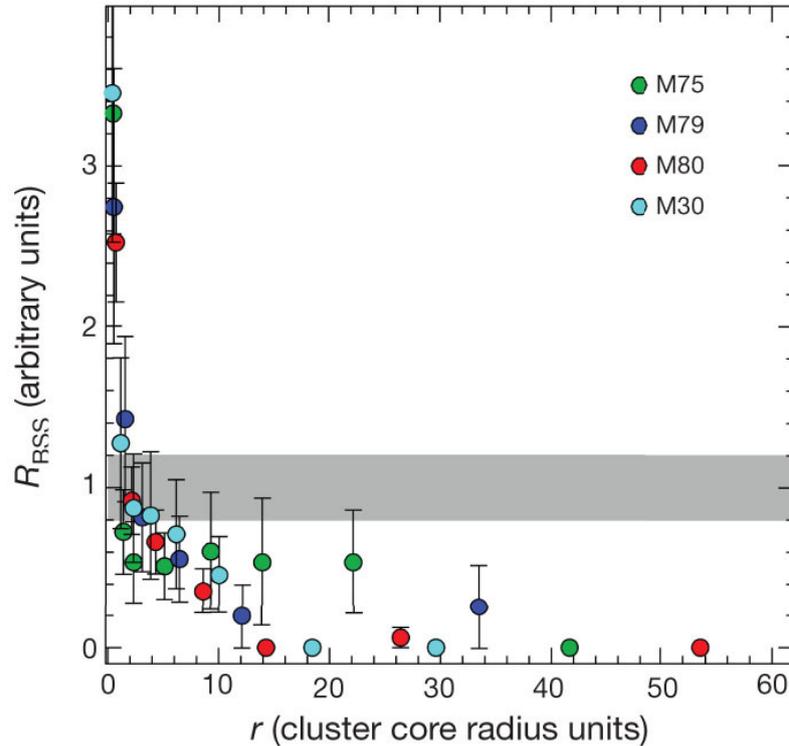


Figura 1.15: Distribuzione radiale delle BSS nel caso di ammassi di Famiglia III. Le bande grigie schematizzano l’andamento delle popolazioni di riferimento. Grafico da Ferraro et al. (2012).

raggruppati nella famiglia II rappresentano stati intermedi di evoluzione dinamica, in cui la frizione dinamica è stata efficiente fino a una data distanza dal centro, corrispondente al minimo della distribuzione, oltre il quale la distribuzione delle BSS torna a combaciare con la distribuzione di riferimento. I quattro pannelli di figura 1.14 sono quindi in ordine di età dinamica crescente, dal momento che la posizione del minimo della distribuzione si sposta progressivamente verso l’esterno via via che l’effetto della frizione dinamica interessa distanze maggiori dal centro dell’ammasso. Gli ammassi di famiglia III rappresentano lo stato più avanzato di evoluzione dinamica. L’effetto della frizione dinamica è esteso a tutto l’ammasso e tutte le BSS, a qualsiasi distanza, tendono a spostarsi verso il centro. Per questo motivo la distribuzione mostra un andamento monotono decrescente.

La forma della distribuzione radiale delle BSS, e in particolare la posizione del minimo, sembra quindi funzionare come le lancette di uno strumento in grado di misurare l’età dinamica dei GC, e che Ferraro et al. (2012) hanno definito “orologio dinamico”. L’affidabilità della posizione del minimo come orologio dinamico è confermata dall’esistenza di una stretta anticorrelazione con il tempo di rilassamento centrale e con il tempo di rilassamento a metà massa (t_{rc} e t_{rh}), mostrata in figura 1.16. Questo conferma che ammassi con r_{min} maggiore hanno tempi di rilassamento inferiori.

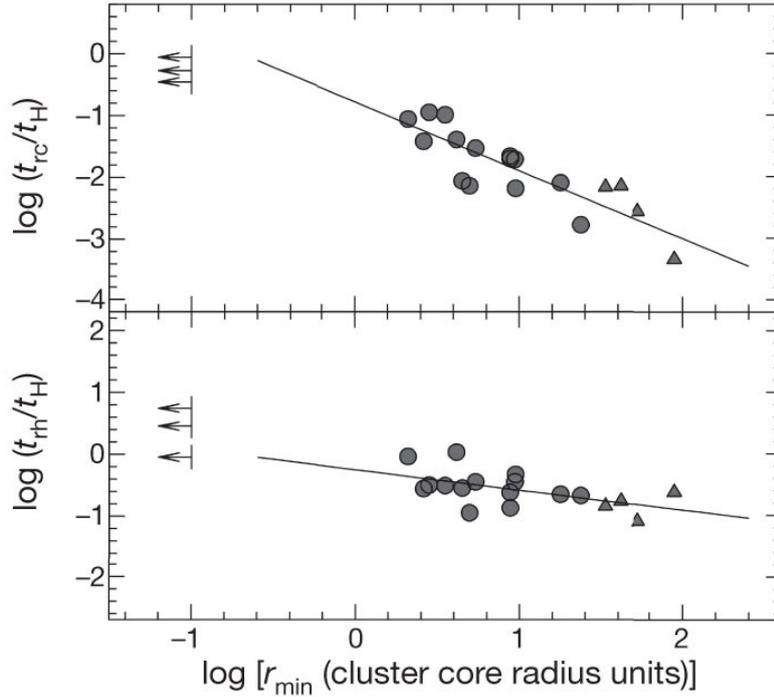


Figura 1.16: Andamento di t_{rc} (pannello superiore) e t_{rh} (pannello inferiore), espressi in unità di tempi di Hubble, rispetto alla posizione del minimo, in unità di raggi di *core*. Grafico da Ferraro et al. (2012).

1.4 Le popolazioni multiple

Come anticipato alla sezione 1.1, per vari decenni si è ritenuto che i GC contenessero popolazioni omogenee, in termini di abbondanze chimiche. Erano note solo alcune eccezioni, come ω Centauri (Lee et al. 1999; Norris & Da Costa 1995; Pancino et al. 2000), che mostra fino a otto popolazioni con differenti abbondanze di Fe ($\Delta[\text{Fe}/\text{H}] \sim 1.5$ dex) e altri elementi pesanti, e come Terzan 5 (Ferraro et al. 2009a), che ospita due popolazioni con differenti età ($\Delta t \sim 6$ Gyr) e differenti abbondanze di elementi pesanti ($\Delta[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0.5$ dex). Tuttavia, questi oggetti potrebbero essere i resti di sistemi più complessi, parzialmente distrutti dalle interazioni con la Galassia (ω Cen) o che hanno contribuito alla formazione delle sue strutture (Terzan 5).

Negli ultimi 20 anni è emerso che tutti i GC mostrano sottopopolazioni che differiscono in termini di abbondanze di elementi leggeri. Tali differenze sono osservate sia spettroscopicamente, che fotometricamente, con l'osservazione di sequenze multiple nei CMD. Tali anomalie sono osservate nella totalità degli ammassi globulari vecchi ($t_{age} \gtrsim 10$ Gyr) e relativamente massicci ($M \gtrsim 10^4 M_\odot$) studiati in modo appropriato, anche al di fuori della Galassia, come nelle Nubi di Magellano, M 31, Fornax o nella gigante ellittica M 87. Esso è plausibilmente un passaggio necessario nel processo di formazione dei GC, che dunque è più complesso di quanto si pensasse in precedenza.

1.4.1 Proprietà osservative

Le più comuni tra le anomalie chimiche osservate nei GC sono le anticorrelazioni Na-O, Mg-Al e CN-CH. In figura 1.17 sono riportate le abbondanze di [Na/Fe] rispetto a [O/Fe] per circa 2000 giganti rosse in 19 GC (Carretta et al. 2009a,b), evidenziando l'anticorrelazione tra i due elementi.

Le anticorrelazioni citate sono osservabili sia in stelle evolute, che di sequenza principale. Ciò significa che le differenze tra le abbondanze di elementi leggeri devono essere presenti fin dal principio nella nube che ha generato le stelle, e non sono dovute, ad esempio, a fenomeni di rimiscolamento. Inoltre, le particolari anticorrelazioni osservate implicano fenomeni di cattura protonica tipici di cicli di bruciamento dell'idrogeno che avvengono ad alta temperatura ($\gtrsim 2 \cdot 10^7 K$). Simili temperature non vengono raggiunte dalle stelle di piccola massa presenti al momento nell'ammasso. L'arricchimento non può quindi essere avvenuto di recente, ma deve essere stato causato da materiale espulso da stelle di massa intermedio-alta, già scomparse da tempo. L'idea generale è che i GC siano formati da almeno due generazioni di stelle, di cui una primordiale (1G), e una secondaria (2G), formatasi a partire da materiale arricchito dalla prima. Gli scenari di formazione proposti sono riportati nella sezione 1.4.2.

Dal punto di vista fotometrico, le popolazioni multiple si manifestano come allargamenti o separazioni delle sequenze evolutive, utilizzando un'appropriata combinazione di filtri.

La separazione delle sequenze lungo la MS in bande ottiche è stata osservata per la prima volta in ω Cen (Bedin et al. 2004), e successivamente in NGC 2808 (Piotto et al. 2007). Una separazione in MS è generalmente associata a significative differenze nelle abbondanze di elio. In figura 1.18 è riportata la MS multipla di NGC 2808.

L'effetto di elementi leggeri come C, N e O è invece visibile preferibilmente in SGB e, soprattutto, in RGB, quando sono usati filtri blu nell'intervallo $3000 \text{ \AA} \lesssim \lambda \lesssim 4000 \text{ \AA}$. L'efficienza di questo tipo di filtri nel separare le popolazioni risiede nel fatto che essi sono sensibili a variazioni delle bande molecolari di CN e NH. Perciò, l'opportuna combinazione di questi filtri massimizza la separazione fotometrica tra stelle con differenti abbondanze di elementi leggeri. In figura 1.19 sono riportati gli spettri sintetici di due stelle di RGB, in particolare di una stella di prima generazione (in nero) e una di seconda generazione (in rosso). Si sottolinea la

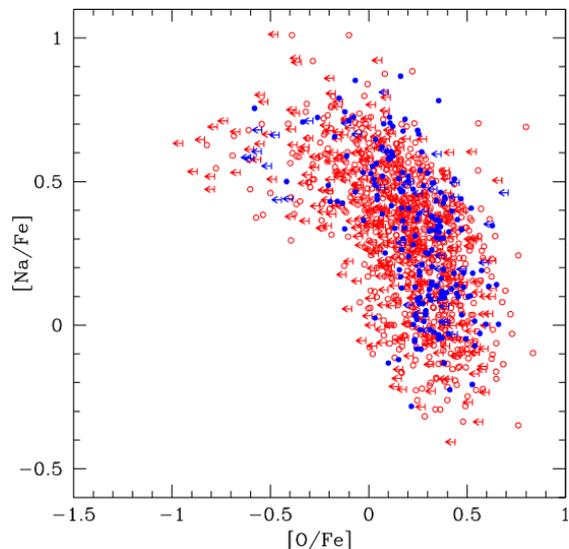


Figura 1.17: L'anticorrelazione Na-O per un set di circa 2000 giganti rosse provenienti da 19 differenti GC. Grafico da Carretta et al. (2009a).

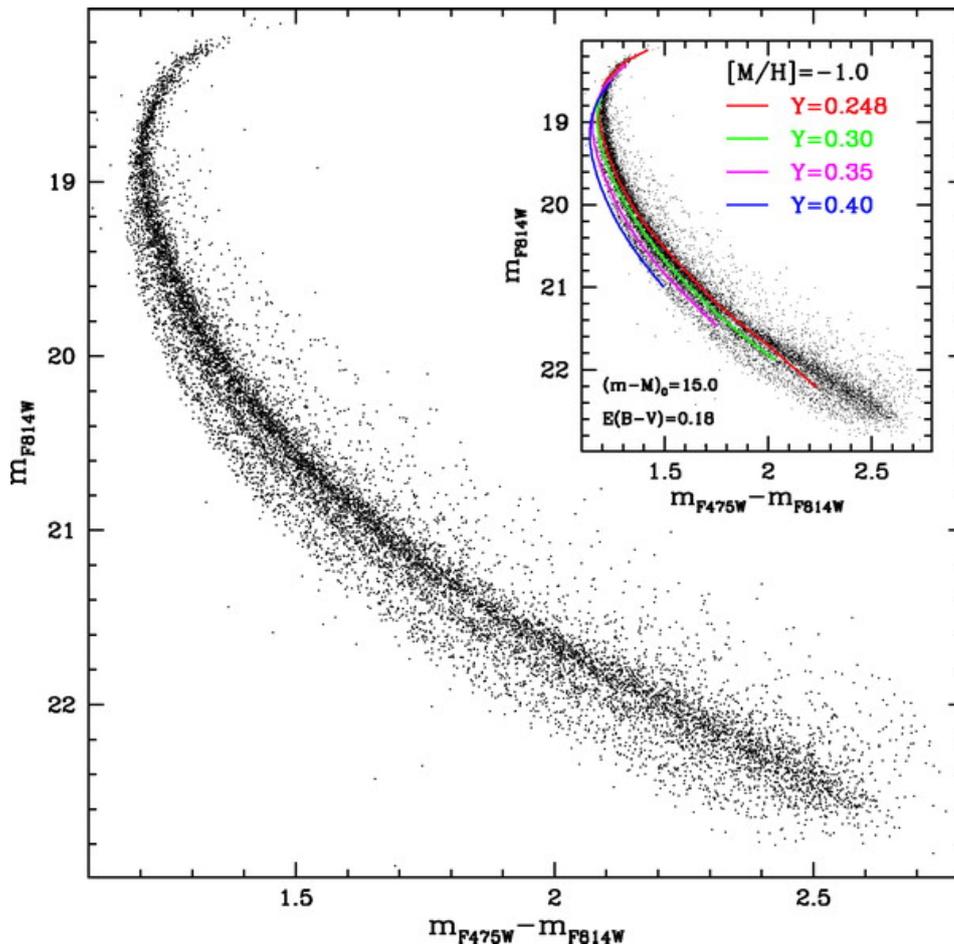


Figura 1.18: La MS multipla di NGC 2808. Nell’inserto, le linee colorate rappresentano isocrone di 12.5 Gyr con differenti abbondanze di elio. Grafico da Piotto et al. (2007).

significativa differenza tra i due, dovuta principalmente a bande molecolari del CN, in particolare nelle bande fotometriche U e B.

Un esempio della separazione di due popolazioni in un CMD (U, U-V) è mostrato in figura 1.20 per il GGC NGC 6362. Nel pannello di destra, la combinazione di filtri ultravioletti (tra cui il F336W di HST, corrispondente a un filtro U) separa evidentemente due popolazioni in RGB, evidenziate in blu (1G, abbondanze primordiali) e in rosso (2G, arricchite di elementi leggeri). Come ci si aspetta le due popolazioni sono indistinguibili nel CMD ottico (pannello di sinistra).

Il fenomeno delle popolazioni multiple si manifesta in modi molto diversi tra un ammasso e l’altro. In alcuni ammassi sono presenti ben più di due popolazioni, come ad esempio nel già citato caso di NGC 2808 (Milone et al. 2015). Inoltre, spesso il numero di stelle di seconda generazione non è affatto trascurabile, anzi rappresenta la maggioranza delle stelle dell’ammasso.

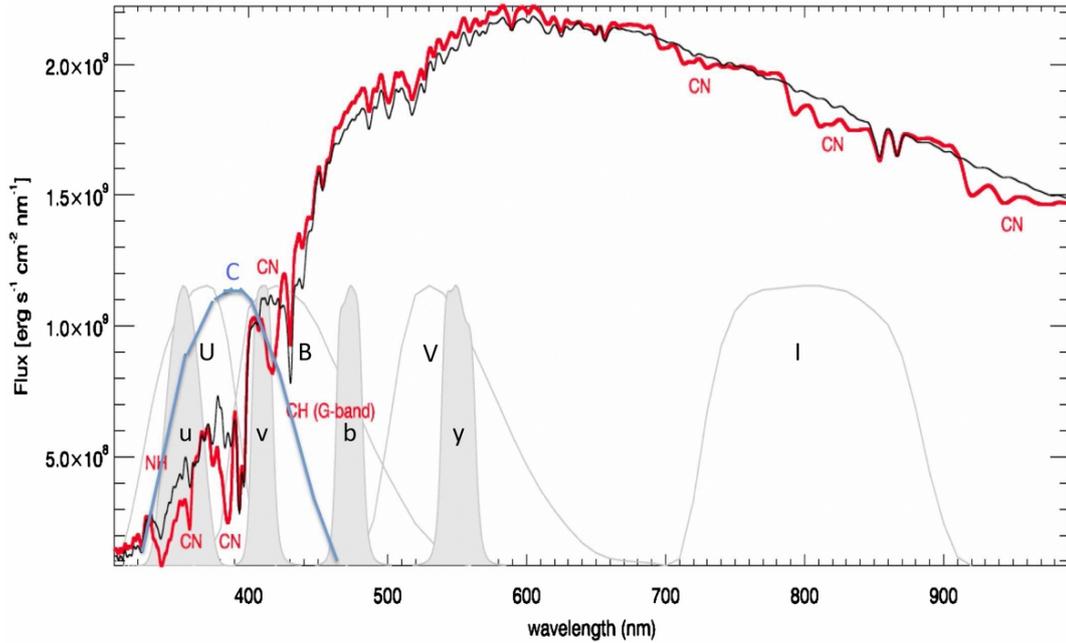


Figura 1.19: Spettri sintetici di stelle di RGB, in particolare lo spettro di colore nero rappresenta una stella di prima generazione, mentre lo spettro di colore rosso una stella di seconda generazione. Sono riportate, come riferimento, le risposte delle principali bande fotometriche. Grafico da Cummings et al. (2014).

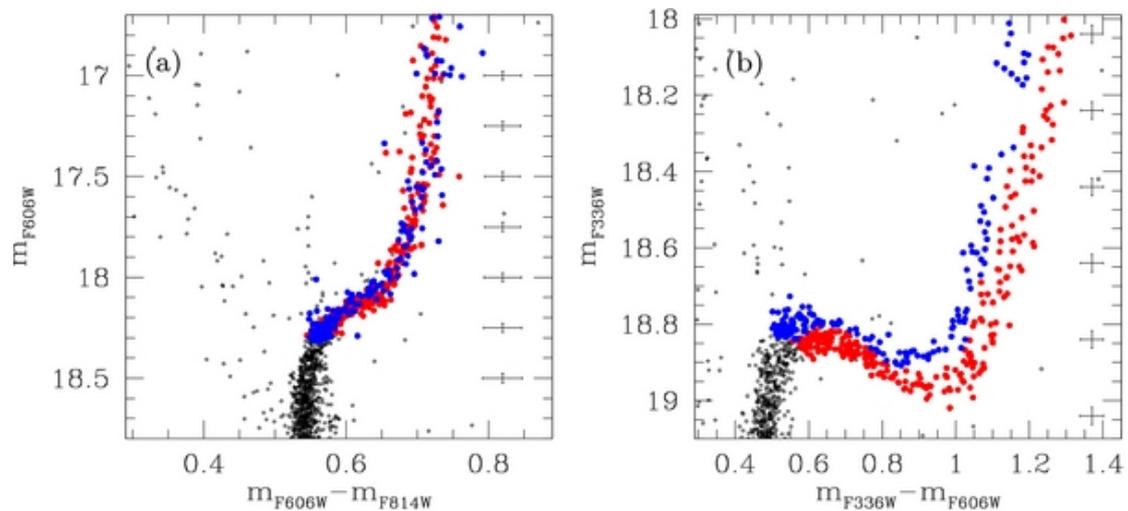


Figura 1.20: Particolare del CMD di NGC 6362. A sinistra una combinazione di filtri a lunghezze d'onda del visibile; a destra filtri ultravioletti, tra cui il F336W. Grafico da Dalessandro et al. (2014).

1.4.2 Scenari di formazione

Sono stati proposti numerosi scenari per la formazione delle popolazioni multiple. Di seguito vengono riportati i più popolari. Si rimanda a Renzini et al. (2015) per una trattazione completa di tutti gli scenari e un'analisi esauriente dei punti a favore e sfavore di ciascuno.

- **Stelle supermassicce** (Denissenkov & Hartwick 2014; Denissenkov et al. 2015): secondo questo scenario, il materiale da cui si formano le stelle di seconda generazione è prodotto da una stella di $\sim 10^4 M_{\odot}$. Una stella di questa massa è instabile e perde una grande quantità di massa in un tempo piuttosto breve. La massa espulsa è arricchita di elio ed elementi prodotti da catture protoniche anche se proviene dagli strati esterni della stella, perché un oggetto di tale massa è completamente convettivo.
- **Stelle massicce super-ruotanti** (Krause et al. 2013): in questo scenario, la seconda generazione di stelle si forma a partire dai dischi equatoriali generati da stelle massicce in rapida rotazione, tramite instabilità gravitazionale.
- **Binarie massicce interagenti** (Bastian et al. 2013; de Mink et al. 2009): in una coppia di oggetti di questo tipo, l'involuppo della stella primaria sperimenta un rimescolamento che può arrivare a portare in superficie elementi riprocessati da cicli di bruciamento dell'idrogeno. Il sistema binario può evolvere successivamente fino a una fase di involuppo comune, che permette la perdita di un'importante frazione del materiale riprocessato, che si mescola con l'ISM. A questo punto, sono possibili due meccanismi di formazione: la seconda generazione di stelle si forma direttamente a partire dal materiale espulso dalla stella, oppure questo materiale viene accresciuto da stelle giovani e poco massicce. Quest'ultimo scenario è l'unico che non implica necessariamente eventi multipli di formazione stellare.
- **Stelle di AGB** (D'Ercole et al. 2010): stelle di massa intermedio-alta ($3 - 4M_{\odot} \lesssim M \lesssim 8M_{\odot}$) nella fase di AGB raggiungono temperature abbastanza alte alla base dell'involuppo convettivo, per innescare catture protoniche che producono efficacemente proprio gli elementi protagonisti delle anomalie chimiche. Questo processo prende il nome di *hot bottom burning*. Dopo la formazione della prima generazione di stelle, e la perdita del gas dovuta all'esplosione delle supernovae della prima generazione, viene invece trattenuto il materiale, espulso tramite vento stellare, dalle stelle di AGB e super-AGB data la sua inferiore velocità. A partire da questo gas si possono innescare ulteriori eventi di formazione stellare che danno origine alle successive generazioni di stelle.

Capitolo 2

La strumentazione e la HST UV Legacy Survey of Globular Clusters

In questo capitolo vengono presentati la strumentazione e il dataset utilizzati. Nella sezione 2.1 viene descritto il telescopio spaziale Hubble e la sua strumentazione; nella sezione 2.2 viene presentata la survey ultravioletta di ammassi globulari da cui sono state estratte le immagini analizzate in questo lavoro; nella sezione 2.3 viene descritto il dataset finale.

2.1 Il telescopio spaziale Hubble

Il telescopio spaziale Hubble (*Hubble Space Telescope*, HST), visibile in figura 2.1, è un telescopio operante da lunghezze d'onda ultraviolette fino al vicino infrarosso.

Frutto di una collaborazione tra ESA (*European Space Agency*) e NASA (*National Aeronautics and Space Administration*), è stato lanciato nel 1990 e orbita a una distanza di circa 550 km dalla Terra. Nonostante si tratti di uno strumento concepito alla fine degli anni '70 e lanciato più di 25 anni fa, è ancora lo strumento più efficiente per ottenere immagini ad alta risoluzione (dell'ordine di circa 0.05 arcsec) nel visibile e nell'ultravioletto. Infatti, grazie alla sua posizione, HST permette di osservare a $\lambda < 3000 \text{ \AA}$. Inoltre non è soggetto agli effetti di degradamento della qualità delle immagini dovuti alla turbolenza atmosferica. Sebbene negli ultimi 10 anni siano stati sviluppati sistemi di



Figura 2.1: Un'immagine del telescopio spaziale Hubble (credits: Esa/Hubble).

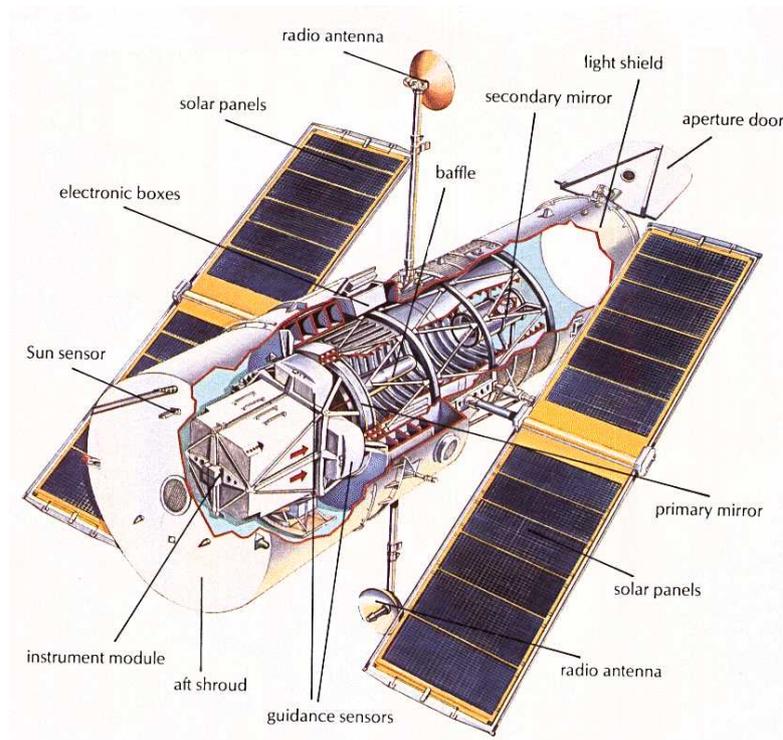


Figura 2.2: Uno spaccato del telescopio, che ne evidenzia le componenti principali (credits: NASA).

ottiche adattive, montati su telescopi terrestri di grandi dimensioni (8-10 m), che hanno reso possibile raggiungere risoluzioni spaziali comparabili a quelle di HST anche da Terra, si tratta di sistemi che operano al momento a lunghezze d'onda dell'infrarosso.

Nel 2018 HST sarà affiancato dal telescopio spaziale James Webb (*James Webb Space Telescope*, JWST), che opererà a lunghezze d'onda superiori a $\sim 6000 \text{ \AA}$.

2.1.1 Struttura e strumenti

La struttura esterna di HST, di cui la figura 2.2 mostra una vista schematica, è lunga 13.2 m e ha un diametro di 4.2 m. Oltre a questa, è presente una coppia di pannelli solari di $2.45 \times 7.56 \text{ m}$ che provvedono l'energia per mantenere in attività le fotocamere e i giroscopi, necessari per il puntamento del telescopio. Lo specchio primario del telescopio ha un diametro di 2.4 m, e ha una montatura di tipo Ritchey–Chrétien, ovvero sia lo specchio primario che il secondario sono iperbolici. Al momento, HST è dotato dei seguenti strumenti:

- **Wide Field Camera 3 (WFC3)**: si tratta di una camera con grande campo di vista, sensibile dall'ultravioletto fino al vicino infrarosso. Siccome è lo strumento utilizzato per ottenere le immagini su cui è basato questo lavoro, questa camera verrà descritta nel dettaglio nella sezione 2.1.2.
- **Advanced Camera for Surveys (ACS)**: osserva principalmente nell'ultravioletto e nel visibile, ed è composta da tre camere con differenti scopi: una

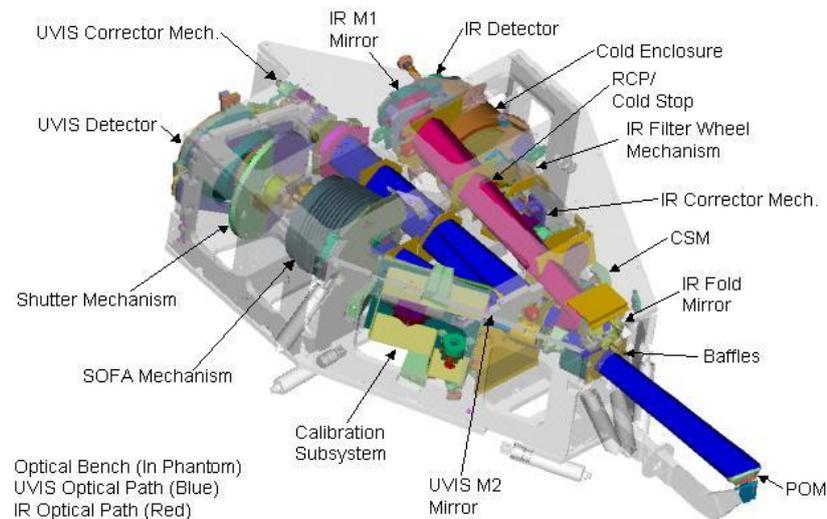


Figura 2.3: Immagine schematica della struttura della WFC3. In blu e rosso sono riportati, rispettivamente, i percorsi relativi al canale UVIS e al canale IR. Credits: STScI.

camera con grande campo di vista (*wide field camera*, WFC, con campo di vista pari a $\sim 200'' \times 200''$), una camera ad alta risoluzione (*high resolution camera*, HRC, con campo di vista molto più ristretto, pari a $25'' \times 25''$) e la camera *solar-blind* (*solar blind camera*, SBC). La prima è utilizzata principalmente per ottenere *survey* di galassie e ammassi, anche ad alto redshift; la seconda è progettata per ottenere immagini di piccole zone ad altissima risoluzione, ma non è più operativa; la terza è capace di bloccare la radiazione visibile in modo tale da catturare al meglio la radiazione ultravioletta.

- **Cosmic Origin Spectrograph (COS):** si tratta di uno spettrografo che opera nell'ultravioletto, adatto soprattutto a studiare sorgenti poco estese spazialmente, come ad esempio i quasar.
- **Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS):** anche STIS è uno spettrografo, ma, a differenza di COS, è adatto a studiare sorgenti più estese, come ad esempio le galassie. Inoltre, è sensibile sia all'ultravioletto, che al visibile e all'infrarosso.
- **Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer (NICMOS):** anche NICMOS è uno spettrografo, sensibile alla luce infrarossa, perciò il suo scopo principale è studiare oggetti che a lunghezze d'onda più corte sono nascosti dalla polvere interstellare, come le zone di formazione stellare.

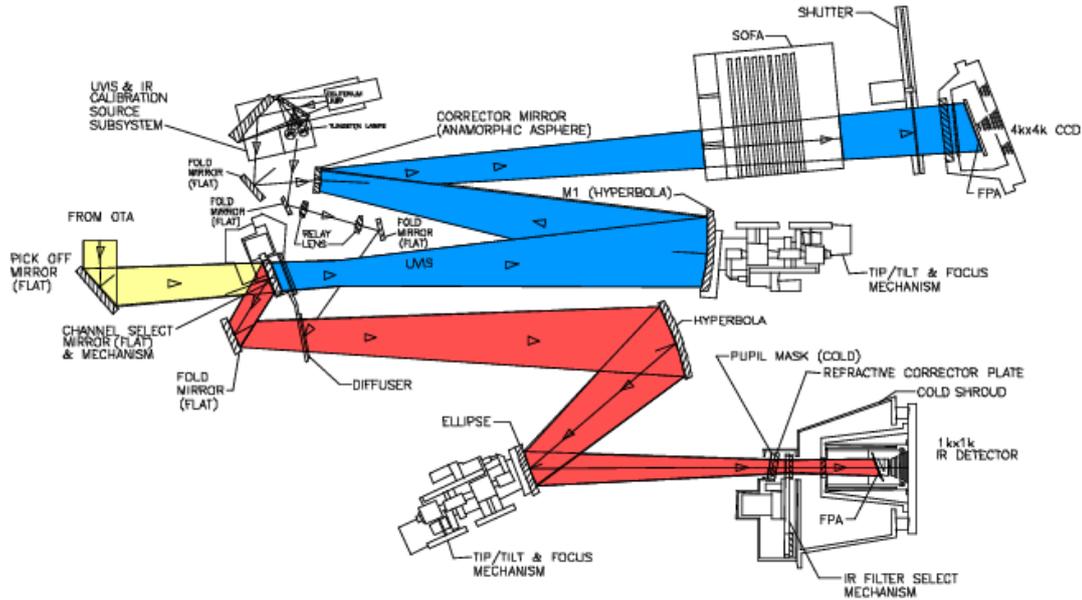


Figura 2.4: Configurazione schematica della struttura della WFC3. In giallo la luce proveniente dal telescopio, che il meccanismo di selezione indirizza verso il canale UVIS (lungo il percorso indicato in azzurro) oppure verso il canale IR (percorso in rosso). Immagine da Dressel (2016).

2.1.2 La Wide Field Camera 3 (WFC3)

La WFC3, di cui è riportato uno schema in figura 2.3, è una camera a grande campo di vista, sensibile all'intervallo di lunghezze d'onda da ~ 200 nm fino a ~ 1700 nm. È stata installata a bordo di HST nel 2009, sostituendo la *Wide Field and Planetary Camera 2* (WFPC2), operativa fin dal 1993.

La WFC3 consiste di due canali, UVIS (*Ultraviolet-Visible Channel*) e IR (*Infrared Channel*), le cui strutture ottiche sono mostrate schematicamente in figura 2.4.

Il canale **UVIS** copre lunghezze d'onda ultraviolette e visibili, comprese tra 200 e 1000 nm, in un campo di vista di 160×160 arcsec. I filtri fotometrici sono montati nel *selectable optical filter assembly* (SOFA, visibile in figura 2.4), che consiste di 48 elementi montati su 12 ruote. Ciascuna ruota ha cinque posizioni disponibili, di cui quattro sono occupate da elementi e la quinta è lasciata vuota. Una volta selezionato l'elemento scelto, le altre ruote vengono posizionate sull'apertura vuota, in modo tale da utilizzare soltanto un filtro per ogni osservazione. UVIS è equipaggiato di un rivelatore a stato solido, in particolare da una coppia di CCD di silicio, *thinned* e *back-illuminated*, per aumentare la sensibilità alla radiazione ultravioletta, di dimensioni 2051×4096 pixel ciascuno. I due elementi sono affiancati per il lato lungo, e tra i due è presente una separazione, di larghezza pari a 31 pixel (corrispondenti a 1.2 arcsec nel cielo). Un'immagine di NGC 2808, ripresa tramite la WFC3/UVIS, in cui si evidenziano i due chip e la loro separazione, è riportata in figura 2.5. In generale e nel seguito di questo lavoro, ci si riferisce ai due elementi del rivelatore come chip #1 e chip #2. La *pixel scale* è di a 0.04 arcsec (Dressel 2016).

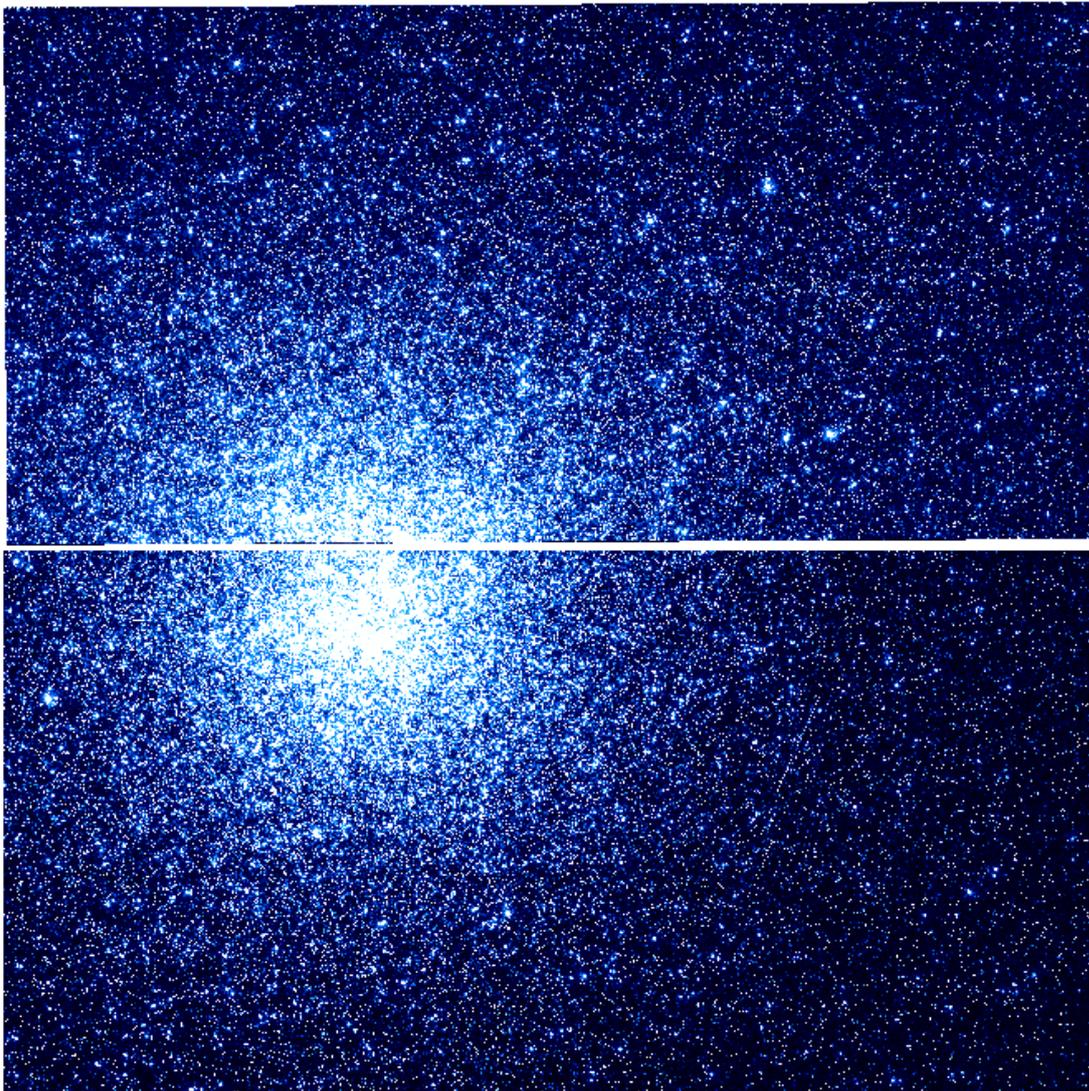


Figura 2.5: Un'immagine di NGC 2808 ripresa tramite il canale UVIS della WFC3. Si osservano i due chip che compongono il CCD e la separazione tra i due.

Il canale **IR** è sensibile a radiazione con lunghezze d'onda comprese tra 850 e 1700 nm, con un campo di vista leggermente inferiore al canale UVIS (123×137 arcsec). A differenza di UVIS, è equipaggiato di una sola ruota (*filter select mechanism*, FSR, visibile in figura 2.4), con 17 elementi. Anche in questo caso il rivelatore è a stato solido, ma è composto di HgCdTe, un materiale più adatto a queste lunghezze d'onda. Il rivelatore ha dimensioni 1024×1024 pixel, con *pixel scale* di 0.13 arcsec. In figura 2.6 è riportata un'immagine di Terzan 5, ottenuta tramite il canale IR. Trattandosi di uno strumento che opera a lunghezze d'onda infrarosse, sia i filtri e la ruota, che il rivelatore, vengono mantenuti termicamente isolati, a una temperatura di -30°C (Dressel 2016).

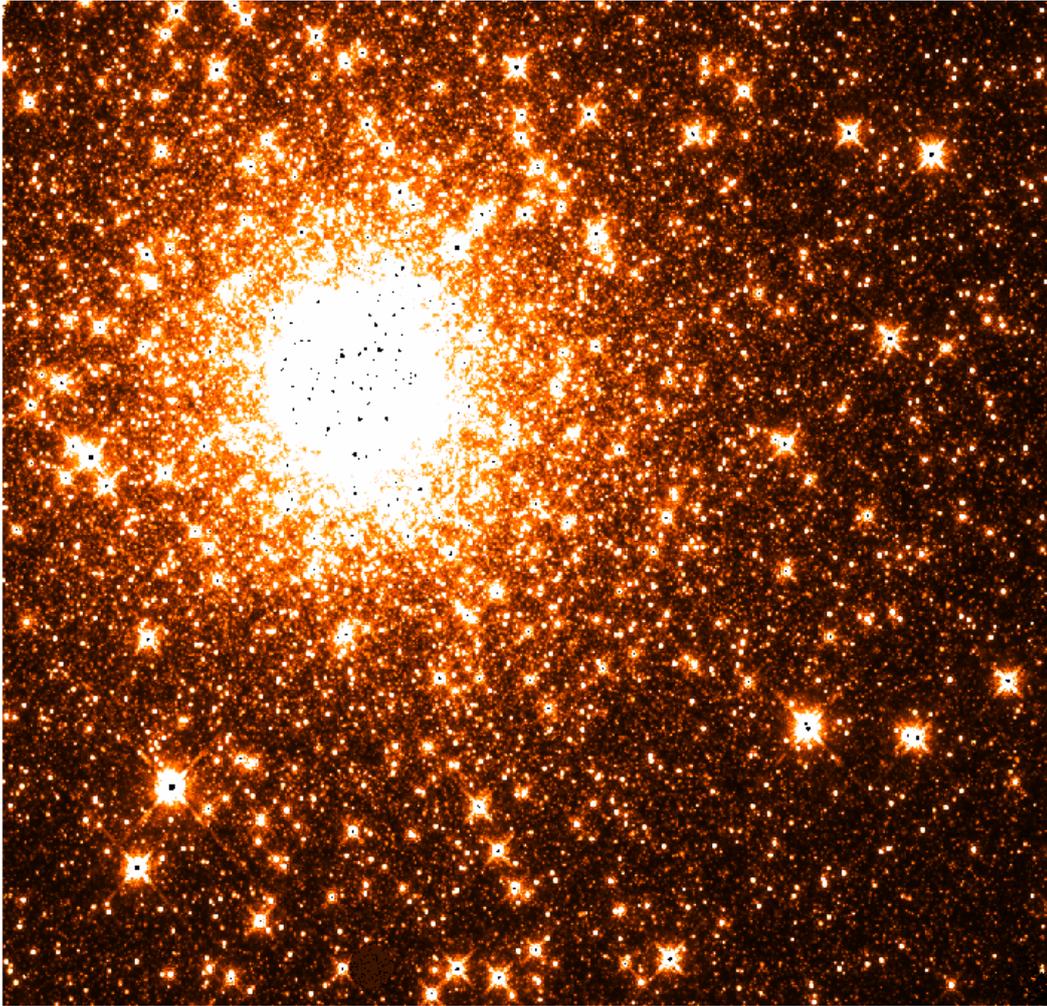


Figura 2.6: Un'immagine di Terzan 5 ripresa tramite il canale IR della WFC3.

2.2 La HST UV Legacy Survey

I dati utilizzati in questo lavoro sono stati ottenuti da osservazioni ad alta risoluzione, effettuate tramite il canale UVIS della WFC3. In particolare, le immagini utilizzate fanno parte del progetto GO-13297 (PI: Piotto) denominato *The HST Legacy Survey of Galactic Globular Clusters: Shedding UV Light on Their Populations and Formation* (Piotto et al. 2015).

La *HST UV Legacy Survey* include in tutto 57 ammassi globulari galattici, osservati omogeneamente nei tre filtri F275W, F336W e F438W. In particolare, nel programma GO-13297 sono inclusi 47 ammassi globulari e un ammasso aperto molto vecchio. In un programma pilota precedente (GO-12605, PI:Piotto) erano già state raccolte le immagini di altri sette ammassi con la stessa camera e gli stessi filtri, mentre nel programma GO-12311 (PI:Piotto) erano state ottenute immagini di cinque GC soltanto nel filtro F275W. Tre di questi ultimi cinque ammassi sono inclusi nel programma GO-13297 allo scopo di ottenerne anche le immagini nei filtri F336W e F438W. La distribuzione nella galassia e rispetto al Sole degli ammassi compresi nel progetto è riportata in figura 2.7. I *target* sono stati selezionati tra gli ammassi meno arrossati ($E(B-V) < 0.1$) e osservati in bande ottiche (F606W

e F814W) dalla precedente *ACS Survey of Galactic Globular Clusters* (GO-10775, PI: Sarajedini; Anderson et al. 2008; Sarajedini et al. 2007). I *target* selezionati sono un campione rappresentativo della distribuzione in massa, metallicità e parametri strutturali degli ammassi globulari galattici.

Lo scopo principale della *HST Legacy Survey* è lo studio e caratterizzazione delle popolazioni stellari multiple, tramite la separazione fotometrica delle sequenze, che permette di distinguere le differenti popolazioni e quantificare le variazioni delle abbondanze degli elementi chimici. L'obiettivo primario è la comprensione della formazione degli ammassi globulari, perfezionando i modelli di nucleosintesi che si suppone siano i responsabili delle anomalie chimiche osservate. La caratterizzazione delle popolazioni multiple in sistemi risolti, come i GGC, permette inoltre di indagarne la presenza in sistemi non risolti, come i GC extragalattici.

Per questi motivi, i tre filtri selezionati includono bande di molecole composte da H, O, C e N, perciò sono sensibili alle variazioni delle abbondanze di tali elementi. Come riportato in figura 2.8, in particolare il filtro F275W comprende una banda dell'OH, il filtro F336W una banda dell'NH e il filtro F438W bande del CN e del CH. Di conseguenza, l'opportuna combinazione di questi filtri permette di tracciare in modo efficiente le abbondanze degli elementi leggeri dovuti a processi di cattura protonica. In particolare, le stelle di seconda generazione sono ricche di N e povere di C e O, e sono più brillanti della prima generazione nel F275W e più deboli nel F336W.

In aggiunta a questo, l'alta risoluzione della WFC3/UVIS e la copertura dall'ottico all'ultravioletto permettono numerose altre applicazioni nell'ambito delle popolazioni stellari. In particolare, è favorito lo studio di oggetti esotici come le BSS, che tracciano l'evoluzione dinamica, e del contenuto di sistemi binari compatti, con una o entrambe le componenti degeneri, tra cui sono comprese le CV e i sistemi composti da una MSP e la sua compagna. Inoltre, questa survey favorisce lo studio delle popolazioni calde come il ramo orizzontale, di cui può essere

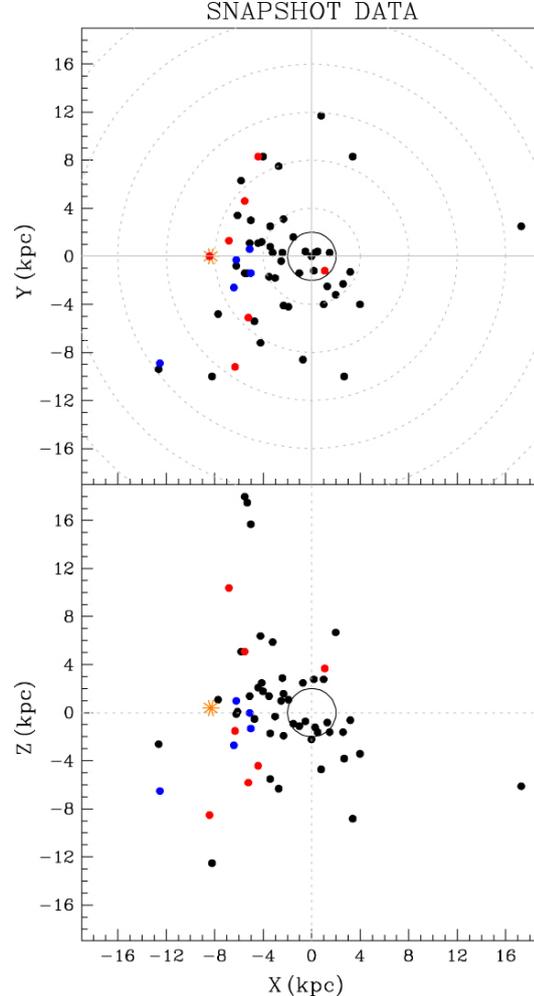


Figura 2.7: Distribuzione dei GC della survey nei piani galattici XY e XZ. In nero gli ammassi dal programma GO-13297, in rosso dal GO-12605, in blu dal GO-12311. La posizione del Sole è indicata da un asterisco arancione. Grafico da Piotto et al. (2015).

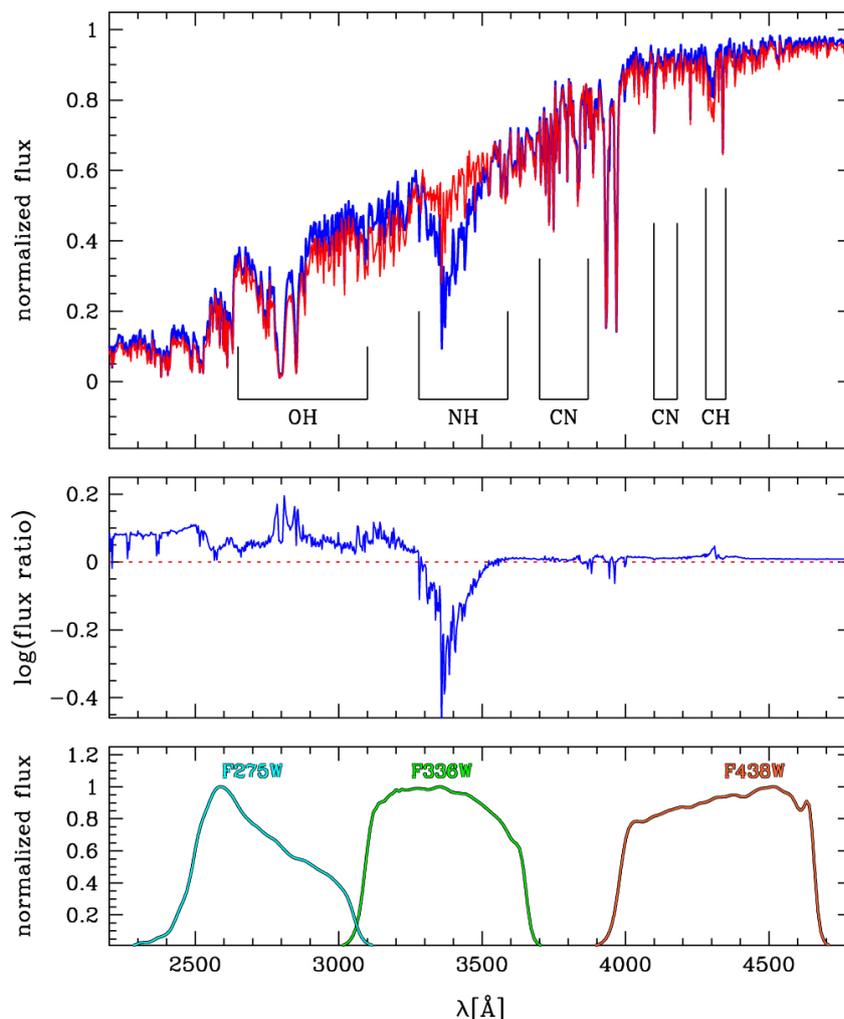


Figura 2.8: Pannello superiore: spettro simulato di una stella di RGB povera di N (in rosso) e di una ricca di N (in blu) dell'ammasso NGC6752. Per i dettagli sulle popolazioni multiple di NGC6752 si veda Milone et al. (2010). Pannello intermedio: rapporto tra i flussi delle due stelle riportati nel pannello superiore. Pannello inferiore: capacità di trasmissione dei tre filtri utilizzati nell'ambito della survey. Grafico da Piotto et al. (2015).

caratterizzata la morfologia e approfondito come essa sia collegata con l'abbondanza di He. In aggiunta, è possibile lo studio della dinamica interna attraverso la determinazione di moti propri e la calibrazione dei modelli sintetici di popolazioni stellari.

Per quanto riguarda la strategia osservativa, per ogni ammasso è stata raccolta una combinazione di almeno quattro esposizioni in ciascuna banda. Questo corrisponde ad un minimo di due orbite di HST; inoltre durante ciascuna orbita è stata ruotata l'orientazione di 90° per ottimizzare le correzioni dovute all'efficienza del trasferimento di carica (*charge transfer efficiency*, CTE). Ogni esposizione è spostata di qualche pixel rispetto alle altre (*dithering*), in modo tale da coprire efficacemente la separazione presente tra i due elementi che compongono il CCD della camera UVIS.

Tabella 2.1: Alcuni parametri fondamentali degli ammassi in esame. Tutti i dati provengono da Harris (1996).

ID	RA (2000) (hh mm ss)	Dec ($^{\circ}$ ' ")	[Fe/H]	E(B-V) (mag)	(m-M) _V (mag)
NGC 2808	09 12 03.10	-64 51 48.6	-1.14	0.22	15.59
NGC 6093 (M 80)	16 17 02.41	-22 58 33.9	-1.75	0.18	15.56
NGC 6541	18 08 02.36	-43 42 53.6	-1.81	0.14	14.82
NGC 7078 (M 15)	21 29 58.33	+12 10 01.2	-2.37	0.10	15.39

Tabella 2.2: Alcuni parametri di interesse dinamico per i quattro ammassi in esame. Tutti i dati provengono da Harris (1996).

ID	c	r_c (arcmin)	r_h (arcmin)	$\log(\rho_0)$ $\log(L_{\odot}/pc^3)$
NGC 2808	1.56	0.25	0.80	4.66
NGC 6093 (M 80)	1.68	0.15	0.61	4.79
NGC 6541	1.86	0.18	1.06	4.65
NGC 7078 (M 15)	2.29	0.14	1.00	5.05

Le osservazioni sono state pianificate in modo tale da ottenere immagini, nel filtro F275W (ovvero quello raggiunto da un minor numero di fotoni), con un rapporto segnale-rumore $S/N = 50$ o migliore, e una precisione in colore pari a 0.02 mag. Lo scopo di tali richieste è assicurare la separazione delle sequenze da appena sotto il punto di TO in su, e possibilmente anche a magnitudini più deboli.

2.3 Il dataset

2.3.1 Selezione dei *target*

In figura 2.9 è presentata la distribuzione del parametro di concentrazione (c) e raggio di *core* (r_c) in funzione della densità centrale per tutti i GC della survey. A partire da questo campione, per questo lavoro di Tesi abbiamo selezionato quattro ammassi (evidenziati in figura 2.9) tra i sistemi più densi ($\log(\rho_0) > 4$), con i più alti valori di concentrazione ($c > 1.5$) e piccoli valori del raggio di *core* ($r_c < 0.3'$). Queste proprietà suggeriscono che tali sistemi siano dinamicamente evoluti. In particolare, i quattro ammassi scelti sono NGC 2808, NGC 6093 (M 80), NGC 6541 e NGC 7078 (M 15), i cui dettagli sono riportati successivamente in questa sezione.

In figura 2.10 sono rappresentati i diagrammi colore-magnitudine in banda ottica dei quattro ammassi selezionati, ottenuti tramite la fotometria della survey ACS (Anderson et al. 2008; Sarajedini et al. 2007). Nelle tabelle 2.1 e 2.2 sono schematizzate alcune proprietà rilevanti provenienti dal catalogo di Harris (Harris 1996).

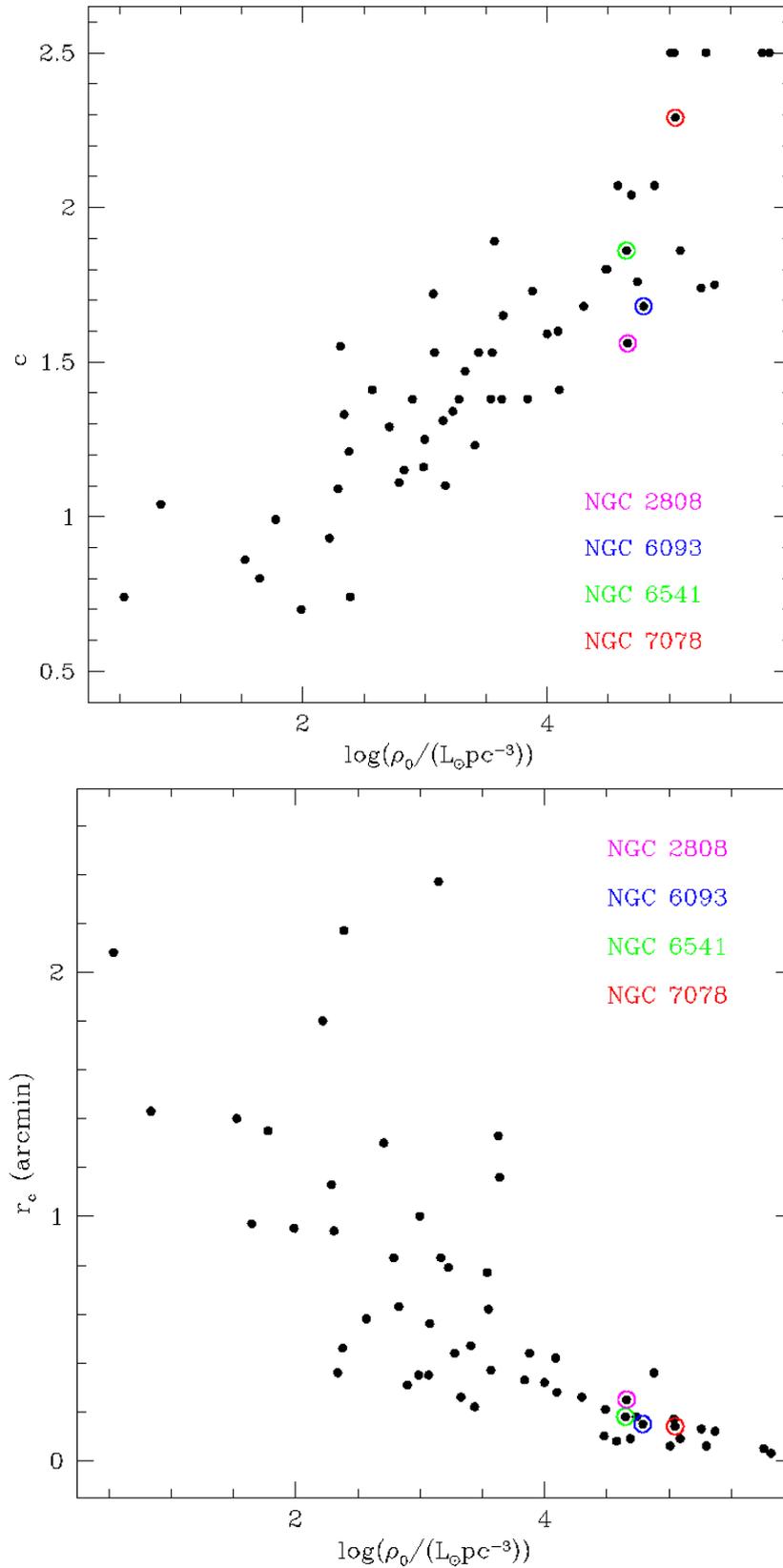


Figura 2.9: Pannello superiore: concentrazione rispetto alla densità di luminosità centrale per tutti gli ammassi della survey. Pannello inferiore: stessi ammassi, raggio di *core* rispetto alla densità. I cerchi vuoti evidenziano gli ammassi selezionati per questo lavoro.

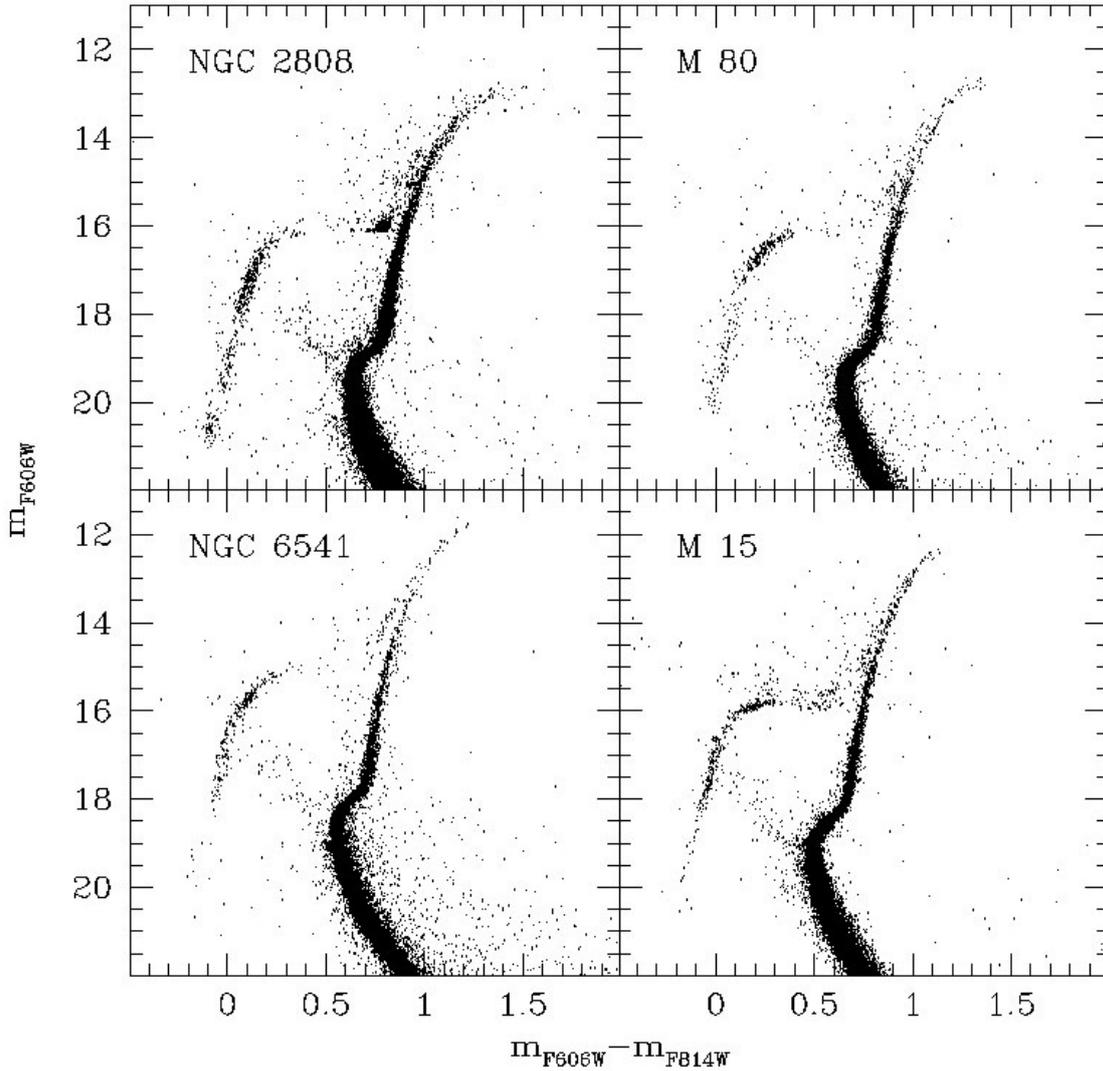


Figura 2.10: Diagrammi colore-magnitudine in banda ottica dei quattro ammassi selezionati, ottenuti tramite la fotometria della ACS Survey.

2.3.2 NGC 2808

NGC 2808 è uno degli ammassi globulari galattici più massicci conosciuti, con una massa pari a $\sim 10^6 M_{\odot}$ (McLaughlin & van der Marel 2005). Si trova a circa 9.6 kpc dal Sole (Harris 1996), ha una metallicità intermedia ($[Fe/H] \simeq -1.14$, Harris 1996) e ha un'età di circa 10-11 Gyr, risultando più giovane rispetto a GC con metallicità simile (Marín-Franch et al. 2009; Rosenberg et al. 1999; Vandenberg et al. 2013).

NGC 2808 è anche uno dei sistemi più intensamente studiati per la complessità delle sue popolazioni stellari. Recenti lavori hanno infatti mostrato che questo ammasso contiene almeno cinque sottopopolazioni con differenti abbondanze di elementi leggeri (Milone et al. 2015). Inoltre, la sua sequenza principale risulta essere composta da tre sottopopolazioni con differenti abbondanze di elio, da frazioni in

massa pari a $Y \sim 0.25$ (quindi standard), fino a $Y \sim 0.4$. La presenza di sottopopolazioni con differenti abbondanze di elio è stata osservata anche spettroscopicamente (Bragaglia et al. 2010; Pasquini et al. 2011) e permette di riprodurre in modo soddisfacente la complessa morfologia dell'HB di questo sistema (Dalessandro et al. 2011). Il contenuto in ferro di NGC 2808 è invece omogeneo (Carretta 2015).

2.3.3 NGC 6093 (M 80)

M 80 è un ammasso globulare di bassa metallicità ($[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1.75$, Harris 1996) ed età elevata, stimata pari a circa 13.5 Gyr (Dotter et al. 2010). Si trova a circa 10 kpc dal Sole (Harris 1996) e presenta un braccio orizzontale molto esteso verso le alte temperature. Già studiato in passato in banda ultravioletta (Ferraro et al. 1999), ha mostrato di ospitare un numero estremamente elevato di BSS (più di 300), particolarmente concentrate nelle regioni centrali. M 80 è infatti classificato, dal punto di vista dinamico, come un ammasso di famiglia III (Ferraro et al. 2012, si veda la sezione 1.3.4).

Dati spettroscopici evidenziano la presenza in M 80 di popolazioni multiple (Carretta et al. 2015 e referenze in esso contenute). Si osservano, infatti, stelle con differenti abbondanze di elementi leggeri provenienti da catture protoniche, avvenute in cicli di bruciamento dell'idrogeno ad alta temperatura. Inoltre, la distribuzione del rapporto $[\text{O}/\text{Na}]$ appare bimodale, suggerendo che M 80 ospiti almeno due popolazioni differenti di stelle. Il contenuto di ferro di M 80 appare invece omogeneo.

2.3.4 NGC 6541

Anche NGC 6541, come M 80, è un ammasso globulare di bassa metallicità ($[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -1.81$) ed età elevata (circa 13.25 Gyr, Dotter et al. 2010). È l'ammasso più vicino al Sole tra i quattro selezionati, con $R_{\odot} \simeq 7.5$ kpc (Harris 1996). Un altro punto in comune con M 80 è la presenza di un braccio orizzontale esteso verso le alte temperature. A differenza di M 80, NGC 6541 è classificato come un ammasso PCC (Harris 1996), sulla base dello studio del profilo di densità nelle regioni centrali (Noyola & Gebhardt 2006).

Un recente lavoro fotometrico (Fiorentino et al. 2014) ha evidenziato la presenza di una cospicua popolazione di BSS (~ 70 nelle regioni più interne). Sono sostanzialmente mancanti analisi spettroscopiche e fotometriche riguardo la presenza di popolazioni multiple in questo ammasso.

2.3.5 NGC 7078 (M 15)

Con una metallicità di $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -2.37$ (Harris 1996), M 15 è uno degli ammassi più poveri di metalli della Galassia. Ha un'età comparabile con quella di NGC 6541, ovvero circa 13.25 Gyr (Dotter et al. 2010). La sua distanza rispetto al Sole è circa pari a 10.4 kpc (Harris 1996). Anche questo caso, come i precedenti, presenta un braccio orizzontale esteso verso le alte temperature. M 15, come NGC 6541, è un ammasso PCC (Harris 1996).

La presenza di popolazioni multiple in M 15 è confermata da vari lavori, a partire dalla presenza delle note anticorrelazioni tra elementi leggeri (Carretta et al. [2009a,b](#)), ma anche tramite studi fotometrici (Lardo et al. [2011](#); Larsen et al. [2015](#)).

Capitolo 3

Analisi dei dati

In questo capitolo viene presentata la procedura di riduzione dei dati HST degli ammassi NGC 2808, M 80, NGC 6541 e M 15. Nella sezione 3.1 vengono presentate le operazioni preliminari di preparazione degli immagini; nella sezione 3.2 vengono descritti i principali passaggi della riduzione; nella sezione 3.3 vengono presentate le procedure adottate per l’astrometria e la calibrazione fotometrica; infine, nella sezione 3.4 vengono presentati i cataloghi finali ottenuti.

3.1 Operazioni preliminari

3.1.1 Formato delle immagini

I dati ottenuti dalla WFC3 vengono ricevuti dallo *Space Telescope Data Capture Facility*, che li invia successivamente alla *STScI¹ OPUS pipeline*, attraverso la quale vengono trasformati in immagini bidimensionali in formato FITS (Deustua 2016). A questo stadio le immagini sono non calibrate, e vengono indicate col suffisso “_raw” (letteralmente “grezzo”). Alle immagini _raw viene applicata la sottrazione del *bias*, la normalizzazione per il *flat field* e la sottrazione della corrente di oscurità. Immagini a cui sono state applicate queste tre correzioni vengono indicate con il suffisso “_flt” e sono pronte per l’analisi. Un esempio di immagine di questo tipo è riportata in figura 3.1. Nel caso di NGC 6541, sono disponibili immagini corrette anche per effetti dovuti all’efficienza del trasporto di carica (*charge transfer efficiency*, CTE), che vengono indicate con il suffisso “_flc”. Per CTE si intende l’efficienza con cui le cariche vengono spostate da un pixel all’altro durante la lettura del CCD. In un caso ideale la CTE è pari al 100%; in un CCD reale, tuttavia, a causa di difetti intrinseci o acquisiti, sono presenti delle zone in cui l’elettrone rimane intrappolato (si parla infatti di *traps*), venendo rilasciato qualche frazione di secondo in ritardo. L’effetto risultante è che il flusso, soprattutto di sorgenti brillanti, tende a diminuire e la carica sottratta viene ridistribuita lungo la direzione di lettura del CCD. In figura 3.2 viene mostrato il confronto tra un’immagine _flt e una _flc di NGC 6541. Nell’immagine _flt (a sinistra), si osservano delle linee verticali, dovute alle cariche rilasciate in ritardo. Nell’immagine _flc (a destra), si

¹*Space Telescope Science Institute.*

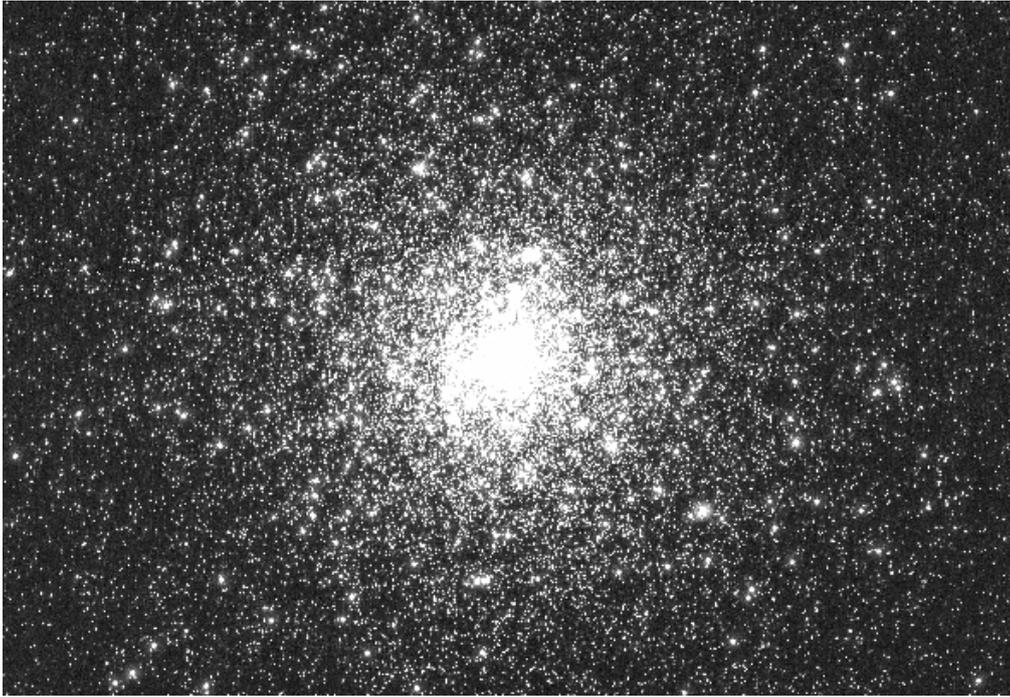


Figura 3.1: Un'immagine, ripresa nel filtro F275W, delle zone centrali di M 80.

nota come l'applicazione della correzione per CTE abbia rimosso la maggior parte dell'effetto.

3.1.2 Preparazione delle immagini

La WFC3/UVIS è composta da due chip distinti, come anticipato in sezione 2.1.2 e mostrato in figura 3.3. L'analisi fotometrica è effettuata su ogni chip singolarmente. Per fare ciò, la prima operazione da effettuare è separare i due chip che compongono l'immagine `_flt`. Questa operazione viene effettuata tramite la task `fxsplit` di IRAF². In particolare, immagini di tipo `_flt` contengono nel primo livello l'immagine relativa al chip #2, mentre l'immagine del chip #1 è contenuta nel quarto livello. Ciascuna immagine viene quindi rinominata in modo opportuno.

3.1.3 Distorsioni geometriche e correzione per la *pixel area map*

La WFC3/UVIS è affetta da distorsioni geometriche, dovute al particolare percorso che la luce segue all'interno della camera. Con il termine “distorsioni geometriche” si intendono svariati effetti: le distorsioni introdotte dalla camera, le deviazioni del cammino ottico causate dai filtri, le deformazioni dei CCD e il loro disallineamento rispetto al piano focale (Bellini & Bedin 2009).

²*Image Reduction and Analysis Facility*. IRAF è un software studiato per l'analisi e la riduzione di dati astronomici in banda ottica. È distribuito dal *National Optical Astronomy Observatory* (NOAO), gestito dalla *Association of Universities for Research in Astronomy* (AURA), con la cooperazione della *National Science Foundation*. URL: <http://iraf.noao.edu/>

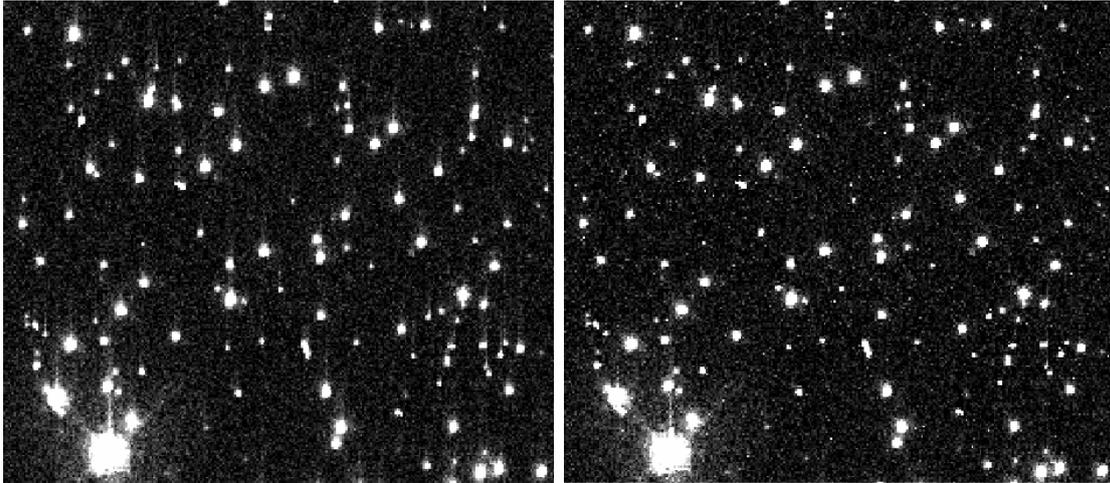


Figura 3.2: Entrambe le immagini riprendono la stessa porzione di NGC 6541 nel filtro F438W. A sinistra, l'immagine `_flt`, non corretta per effetti di CTE. A destra, l'immagine `_flc`, successiva alla correzione.

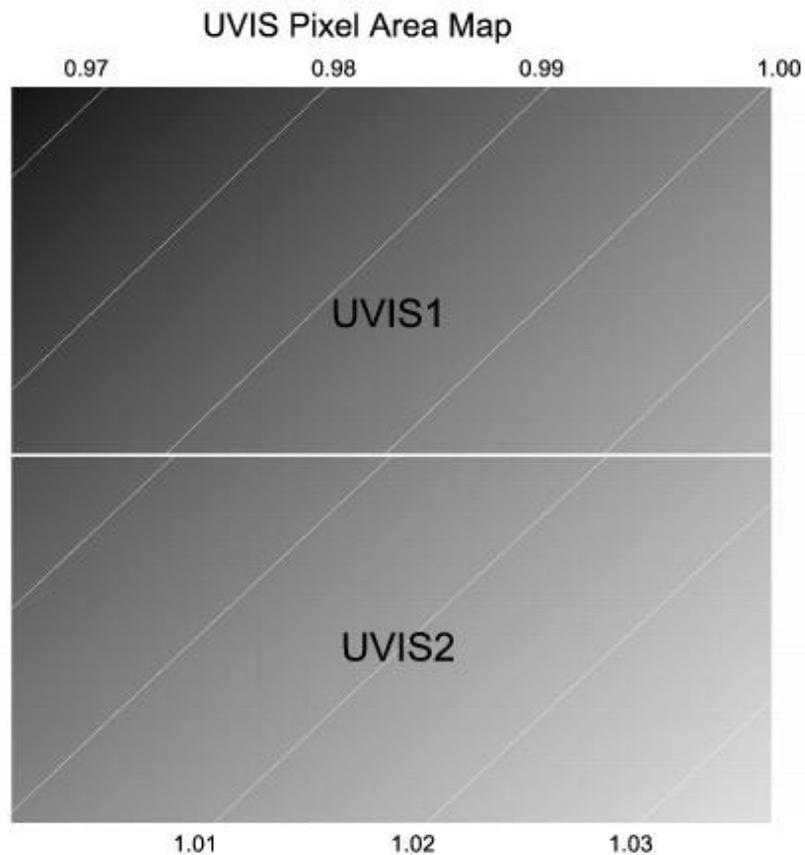


Figura 3.3: Rappresentazione delle variazioni dell'area dei pixel per i due chip del canale UVIS. Immagine da Dressel (2016).

Il rivelatore della camera WFC3/UVIS è inclinato di $\sim 21^\circ$ lungo una sua diagonale, rispetto al cammino ottico. Per questo motivo, il campo di vista, apparentemente quadrato, una volta proiettato sul piano del cielo, diventa in realtà un romboide con una elongazione diagonale di $\sim 7\%$ ed un angolo tra l'asse x e y di $\sim 86.1^\circ$.

Un effetto che caratterizza la WFC3 è la variazione diagonale della *pixel scale* pari al $\sim 3.5\%$ tra angoli opposti. Pertanto l'area del cielo coperta da ogni singolo pixel può variare di $\sim 7\%$. Come conseguenza di questo, i chip #1 e #2 formano due rettangoli leggermente distorti, rispettivamente di $162'' \times 81''$ e $164'' \times 81''$. La distribuzione di questo effetto sui due chip del canale UVIS è rappresentato in figura 3.3, in cui zone scure e chiare indicano rispettivamente pixel con area minore e maggiore; le curve diagonali rappresentano le zone in cui l'incremento è pari all'1%. In particolare, i pixel corrispondenti ad un'area maggiore rileveranno più luce rispetto a quelli di area minore. Prima di procedere all'analisi dati, è necessario correggere per questo effetto. La correzione avviene normalizzando tutte le immagini per la cosiddetta *pixel area map* (PAM), disponibile, in formato FITS, sul sito web dello STScI, per entrambi i canali della WFC3. In particolare, per il canale UVIS sono presenti due immagini di PAM, corrispondenti al chip #1 e al chip #2.

Un altro effetto consiste nella distorsione artificiale della posizione relativa apparente delle stelle. Il calcolo delle correzioni viene effettuato mediante un *fit* polinomiale sulla differenza tra le posizioni osservate delle stelle nel sistema distorto e le posizioni in un catalogo di riferimento non soggetto a distorsione. In questa Tesi si fa riferimento alle equazioni riportate in Bellini & Bedin (2009).

Per ciascuna delle immagini considerate, è disponibile l'unione delle più esposizioni presenti per ciascuna banda fotometrica, corrette per gli effetti di distorsione geometrica della WFC3 tramite le *routine* standard di calibrazione di HST. Immagini di questo tipo vengono indicate con il suffisso “_drz” e non sono state utilizzate direttamente per la riduzione; in alcuni casi, come verrà spiegato alla sezione 3.2.5, le immagini corrette per gli effetti di distorsione sono state utilizzate per ottenere le trasformazioni tra le immagini *_fit* e per correggere le coordinate in pixel ottenute a partire da queste ultime immagini.

3.2 La riduzione fotometrica

3.2.1 Il software DAOPHOT

L'analisi fotometrica è stata effettuata utilizzando il software **DAOPHOT IV** (Stetson 1987), un programma appositamente studiato per ottenere posizioni e magnitudini di stelle in immagini digitali bidimensionali, e particolarmente efficiente in condizioni di elevato affollamento.

Il software necessita di alcune informazioni riguardanti le immagini. In particolare, devono essere noti il *gain* e il *readout noise*. Questi due valori sono riportati nell'intestazione (*header*) delle immagini utilizzate e, in ciascuno dei casi in esame, i loro valori sono circa pari a $1.5 e^-/\text{ADU}$ (*analog-to-digital unit*) e 2 ADU, rispettivamente. Va calcolata anche la dimensione approssimata dell'ampiezza a metà

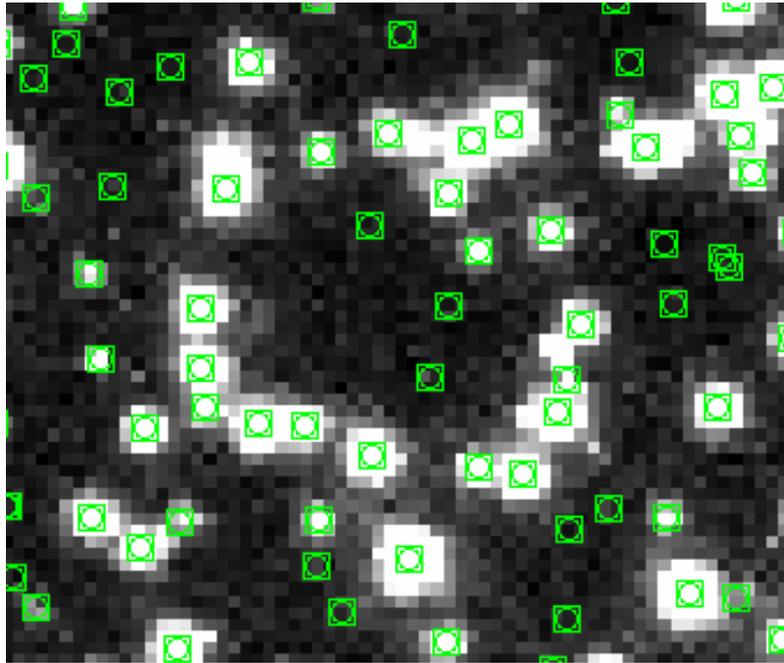


Figura 3.4: Un dettaglio di una delle immagini di NGC 6541 nel filtro F275W. In verde sono evidenziate le posizioni dei centroidi delle stelle individuati dalla procedura di **FIND**.

altezza (*full width at half maximum*, FWHM) della PSF delle stelle nel campo. La FWHM è stata stimata su un campione di $\sim 10 - 15$ stelle isolate e brillanti attraverso la task `daoedit` di IRAF. In media, la FWHM è risultata pari a circa 2 pixel. Un altro parametro che deve essere noto a priori è il livello di saturazione dell'immagine. La saturazione è determinata essenzialmente dalla quantità di carica massima che un singolo pixel può contenere. Nel caso della WFC3/UVIS, questo livello è circa pari a $70000 e^-/\text{pixel}$.

3.2.2 Identificazione delle sorgenti

Il primo passaggio della riduzione consiste nell'individuare gli oggetti stellari presenti nell'immagine. Questo passaggio è effettuato dalla task **FIND** di DAOPHOT IV. Per questo scopo, viene definito un livello di soglia (la *threshold*), misurato in unità di deviazioni standard rispetto al valore del fondo dell'immagine, al di sopra del quale sono individuate le sorgenti stellari. Quest'ultimo viene determinato in un'area circolare ad una distanza fissa dalla sorgente stellare. Il livello di *threshold* è impostato manualmente dall'utente.

Riducendo il valore della *threshold* è possibile rilevare sorgenti deboli. Dal momento che i *target* del nostro studio sono stelle relativamente brillanti (tipicamente più luminose del TO), abbiamo assunto conservativamente come valore di *threshold* 3σ . In figura 3.4 è riportato un esempio del risultato ottenuto dopo la procedura di **FIND**.

L'output della procedura è un file di testo, con estensione `.coo`, che contiene, per ogni oggetto rilevato, un numero identificativo, le coordinate x e y in pixel del

centroide, una magnitudine, misurata rispetto al livello di *threshold* assunto, e gli indici di rotondità ed ellitticità della stella. Questi ultimi due parametri sono utili a valutare se l'oggetto rilevato sia effettivamente una stella, evitando già in questo passaggio l'inclusione di oggetti che siano di forma particolarmente allungata, pixel singoli molto luminosi (i cosiddetti *hot pixels*), o raggi cosmici.

3.2.3 Fotometria d'apertura

La fotometria d'apertura consiste essenzialmente nel calcolo della luminosità di ogni stella entro un'area, di forma generalmente circolare, per ogni stella individuata nel passaggio precedente. Il valore del cielo, anche in questo caso, viene determinato in un anello concentrico esterno all'area usata per ottenere la magnitudine della stella. Per quanto questo approccio sia estremamente semplice, esso non è in grado di deconvolvere i contributi delle singole componenti; risulta pertanto inadatto per ottenere fotometria accurata in sistemi stellari densi come gli ammassi globulari. Tuttavia, essa fornisce una classificazione relativa, in termini di luminosità, tra le sorgenti individuate, utile per i passaggi successivi dell'analisi.

Il calcolo viene effettuato dal task **PHOTO**, che utilizza in input il file .coo ricavato con **FIND**, una lista di aperture di differenti raggi (fino a 12) fornita dall'utente, e il raggio interno ed esterno dell'anello in cui viene calcolato il cielo. Il risultato uscente è un file di testo, con estensione .ap, in cui sono riportati identificativo e coordinate in pixel della stella (gli stessi del file di coordinate precedente), le magnitudini strumentali rilevate in ciascuna delle aperture utilizzate ed i relativi errori, e il valore del cielo con relativi errori.

3.2.4 Determinazione della PSF e cataloghi delle singole immagini

La derivazione di un modello di PSF appropriato è fondamentale per ottenere misure di magnitudini accurate e affidabili.

DAOPHOT IV ha a disposizione quattro famiglie di modelli analitici di PSF, tra cui viene scelto quello che meglio rappresenta i dati. I modelli analitici disponibili sono, in particolare, funzioni di Gauss, Lorentz, Moffatt e Penny. La funzione Gaussiana ha due parametri liberi, ovvero la FWHM lungo x e lungo y. Può quindi avere forma ellittica, ma l'orientamento dell'ellisse è vincolato, per rendere più veloce il calcolo. La funzione Lorentziana ha invece tre parametri: la FWHM in x e y e l'angolo con cui è posizionato l'asse maggiore dell'ellisse così descritto. La funzione Moffattiana, che può essere espressa nella forma

$$f(z) \propto \frac{1}{(1+z^2)^\beta}, \text{ con } z^2 = \frac{x^2}{\alpha_x^2} + \frac{y^2}{\alpha_y^2} + \alpha_{xy}xy \quad (3.1)$$

ha gli stessi parametri liberi della Lorentziana e ne sono disponibili più versioni con differenti valori del parametro β . La funzione Penny è costituita dalla somma di una funzione Gaussiana e una Lorentziana, che possono essere di forma ellittica e inclinate rispetto alle direzioni x e y dell'immagine. Sono disponibili due versioni della funzione Penny. Nel primo caso, l'orientamento dell'ellisse che rappresenta

la Lorentziana è vincolato, mentre l'orientamento della Gaussiana è libero. I parametri liberi sono perciò quattro: la FWHM in x e y , l'ampiezza al picco della funzione Gaussiana, e l'angolo di rotazione dell'asse maggiore dell'ellisse che rappresenta quest'ultima. Nel secondo caso, sia l'ellisse che rappresenta la Gaussiana, sia quello che rappresenta la Lorentziana possono ruotare. I parametri liberi perciò sono cinque: la FWHM in x e y , l'ampiezza al picco della funzione Gaussiana, e gli angoli di rotazione dell'asse maggiore delle due ellissi che rappresentano le funzioni Gaussiana e Lorentziana.

Il calcolo del modello di PSF viene effettuato confrontando i possibili modelli analitici, col profilo di un campione di stelle, opportunamente selezionate (ovvero più isolate possibili, e brillanti ma non saturate), tramite la task **PSF**. Questa task calcola il *best fit* di una o più funzioni analitiche rispetto ai dati, e determina il valore dei residui (tramite un test del χ^2). È a discrezione dell'utente scegliere se il programma debba usare una determinata funzione analitica, o se debbano venire calcolati i residui per ciascuna delle funzioni disponibili, scegliendo solo successivamente il caso migliore (nel nostro caso è stata scelta quest'ultima opzione). Un altro parametro a scelta dell'utente è il grado di variabilità della PSF in funzione delle coordinate strumentali. Data la significativa deformazione, in funzione della posizione, che la PSF sperimenta sui chip della WFC3, è stata impostata una variabilità di grado 3 durante la determinazione della funzione migliore.

Di seguito viene descritta schematicamente la procedura iterativa che porta alla selezione del miglior modello di PSF.

- **PSF preliminare:** Per prima cosa, tramite la task **PICK**, viene selezionata una lista preliminare di 200 stelle adatte alla determinazione della PSF. **PICK** si basa sulle magnitudini delle stelle ottenute con la fotometria d'apertura, e genera una lista (ovvero un file con estensione .lst) di stelle, più brillanti di una fissata magnitudine limite, che non siano troppo vicine nè ai bordi dell'immagine, nè a stelle più brillanti o saturate. Questa lista preliminare viene successivamente migliorata evitando di includere stelle nelle zone centrali dell'ammasso, se questo è incluso nel chip che si sta considerando. Inoltre viene effettuata una suddivisione in celle che contengano al loro interno poche stelle (tipicamente non più di 5-10), in modo tale da campionare la PSF nell'intero campo di vista.

Su questa lista preliminare di stelle, viene applicata la task **PSF**. Nel nostro caso troviamo che la funzione che meglio riproduce il profilo di brillantezza delle stelle è una Moffattiana con $\beta = 1.5$. Vengono salvati anche i parametri della PSF trovata (file con estensione .psf) e una lista delle stelle usate per la determinazione di quest'ultima, evidenziando i casi in cui i residui distino più di $\sim 2 - 3$ volte dal valore medio. Queste stelle vanno rimosse dalla lista, e sulle stelle rimanenti viene effettuato nuovamente il calcolo della PSF, allo scopo di raffinarne la determinazione. Tale procedura viene iterata un certo numero di volte.

- **PSF intermedia:** A questo punto, vengono selezionate le 800 stelle più luminose nel catalogo ottenuto dalla fotometria d'apertura. Queste stelle rappresentano la base di partenza per la determinazione di una lista inter-

media di stelle su cui ottenere la PSF. A queste 800 stelle viene applicato il modello di PSF precedentemente trovato tramite il programma **ALLSTAR**.

Una volta ottenuto un catalogo di possibili stelle di PSF, ne viene selezionato un sottocampione che soddisfi determinate condizioni riguardo la *sharpness*³, il valore del χ^2 e la magnitudine. Questo permette di eliminare stelle che siano troppo brillanti, quindi a rischio saturazione, o doppie non risolte, in modo tale da assicurare che la determinazione della PSF venga effettuata soltanto su stelle singole, brillanti ed isolate.

Il calcolo della PSF, tramite la task apposita, viene effettuato nuovamente sulla lista intermedia di stelle, con una procedura iterativa analoga a quella del punto precedente.

La task **PSF** fornisce in output anche una lista delle stelle che si trovano nelle vicinanze di quelle utilizzate per il calcolo della PSF. Ne viene ottenuto un catalogo, tramite **ALLSTAR**, e vengono poi sottratte dall'immagine originale tramite la task **SUBSTAR**. La sottrazione delle stelle vicine permette di ottenere una PSF più accurata, dato che rimuove le possibili interferenze dovute a sorgenti nelle vicinanze dell'oggetto utilizzato per modellare la funzione.

- **PSF definitiva:** il calcolo della PSF definitiva si basa sulla lista di stelle intermedia appena ottenuta, calcolando i profili stellari nell'immagine in cui sono state sottratte le stelle che potevano disturbare una corretta determinazione della PSF. Anche in questo caso la PSF viene calcolata più volte, rimuovendo tra un passaggio e l'altro le stelle che deviano in modo significativo rispetto alle altre, in modo tale da ridurre il campione alle sole stelle migliori. Una volta ristretto il campione alla selezione migliore possibile, viene lanciata la task **PSF** un'ultima volta, ottenendo così la versione definitiva della PSF (salvata in un file con estensione .psf e stesso nome assegnato all'immagine corrispondente). La PSF determinata tramite questo procedimento, per ognuna delle immagini disponibili, viene utilizzata per determinare i cataloghi di tutte le stelle dell'ammasso. Per questo motivo è fondamentale determinarne la migliore versione possibile, dato che influenza notevolmente la qualità dei cataloghi finali. In figura 3.5 è riportata una porzione di un'immagine di NGC 6541 (chip #1) in cui sono evidenziate le stelle utilizzate per la determinazione della PSF.

Ottenuto il miglior modello di PSF per ciascuna immagine del dataset, esso viene applicato all'intera lista di stelle tramite il programma **ALLSTAR**. L'output è costituito da: magnitudine, errore, χ^2 e *sharpness* in base al modello di PSF ottenuto al passaggio precedente; tutte queste informazioni vengono salvate in un file di testo con estensione .als. Quando si hanno a disposizione gli output di **ALLSTAR** per tutte le immagini a disposizione, vanno combinate per ottenere un catalogo preliminare dell'ammasso.

³La *sharpness* è un indice che misura quanto il profilo rilevato è più diffuso o più definito rispetto al profilo adottato.

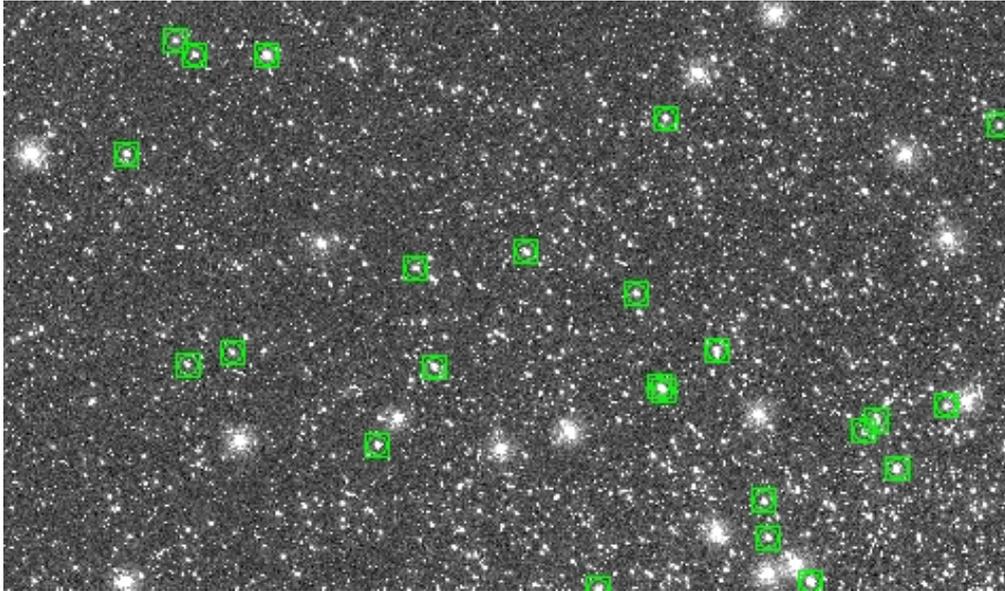


Figura 3.5: Un particolare di un'immagine di NGC6541 nel filtro F275W. In verde sono evidenziate le stelle utilizzate per determinare la PSF.

3.2.5 Trasformazioni tra le immagini

Fino a questo momento, l'analisi è stata svolta indipendentemente sulle singole immagini e chip. A questo punto è necessario combinare i cataloghi ottenuti per poter sfruttare al meglio le informazioni derivanti da misure ripetute e indipendenti. Per fare ciò, è necessario riportare tutte le immagini allo stesso sistema di riferimento fotometrico e di coordinate. Un passaggio simile è fondamentale per poter riconoscere una stessa stella in diverse immagini, con puntamenti differenti, e quindi combinare le informazioni provenienti dalle diverse esposizioni disponibili. Il calcolo delle trasformazioni viene effettuato tramite il programma **DAOMATCH**, che calcola la matrice di roto-traslazione (riportandola in un file con estensione `.mch`) sulla base delle posizioni e magnitudini ottenute tramite **ALLSTAR**. **DAOMATCH** è piuttosto efficace nei casi in cui le immagini sono solo traslate; al contrario, quando sono presenti rotazioni, nella maggior parte dei casi non riesce ad ottenere delle trasformazioni affidabili a causa delle distorsioni geometriche.

Nei casi di NGC 2808, M 80 e M 15, le immagini disponibili sono traslate l'una rispetto all'altra di ~ 100 pixel ($\sim 4''$) e l'uso di **DAOMATCH** è stato sufficiente ad ottenere buone trasformazioni. Nel caso di NGC 6541, essendo presenti anche immagini ruotate di 90° l'una rispetto all'altra, è stato necessario adottare una strategia differente. È stato utilizzato come riferimento il sistema di coordinate dell'immagine `_drz`, in modo tale da massimizzare l'area in comune tra l'immagine di riferimento e ciascuna immagine di tipo `_flt`. Per ogni immagine `_flt` sono state selezionate tre stelle, ciascuna delle quali è stata successivamente riconosciuta nell'immagine `_drz`. Le trasformazioni tra il sistema di coordinate dell'immagine `_drz` e dell'immagine `_flt` sono state quindi calcolate "manualmente" sulla base delle tre coppie di coordinate delle stelle selezionate.

3.2.6 Applicazione delle trasformazioni

Una volta ottenute le trasformazioni, il programma **DAOMASTER** le applica alle immagini e le rifinisce, aumentando il grado dei polinomi di roto-traslazione. Vanno specificati il numero minimo di immagini in cui una stella deve trovarsi per essere considerata valida, e una soglia, espressa in unità di σ , oltre la quale eliminare stelle con un *match* non ottimale. Tale soglia è stata impostata pari a 0.5σ per tutto lo svolgimento di questo lavoro.

Per prima cosa, si applica **DAOMASTER** ai cataloghi di tutte le immagini relative ad uno stesso filtro: le magnitudini risultanti sono la media pesata delle singole esposizioni, e l'errore è la deviazione standard, basata sul valore della σ delle singole esposizioni. È stato richiesto che ciascuna stella fosse presente in almeno metà delle esposizioni disponibili, affinché fosse ritenuta valida. Al termine di questo passaggio, dunque, si è in possesso di tre file, con estensione *.mag*, corrispondenti a ciascuno dei tre filtri F275W, F336W, F438W, e contenenti identificativo di ciascuna stella, posizione media in x e y, magnitudine ed errore, valore medio di χ^2 e *sharpness*.

3.2.7 Cataloghi preliminari

Dopo aver ottenuto i cataloghi delle singole bande fotometriche, possono essere combinati per ottenere un catalogo contenente le tre magnitudini medie per ogni stella. Questo passaggio rappresenta un importante controllo sulla validità della procedura di riduzione effettuata fino a questo punto.

Il procedimento sfrutta nuovamente **DAOMATCH** e **DAOMASTER**. Con il primo si ottengono le trasformazioni tra le immagini di riferimento di ciascuna banda fotometrica, che poi vengono migliorate dal secondo mentre genera il catalogo comune. In questo caso è stato richiesto che le stelle presenti nel catalogo dovessero essere state rilevate in tutti e tre i filtri di cui è composto il dataset.

L'unica eccezione a questa condizione è rappresentata, anche in questo caso, da NGC 6541, in cui è stato richiesto che le stelle fossero presenti in almeno due filtri dei tre disponibili. Richiedere che nel catalogo comparissero soltanto stelle presenti contemporaneamente in tutte e tre le bande sarebbe risultata infatti una condizione troppo restrittiva in questo caso particolare. Per NGC 6541 sono disponibili soltanto due immagini nel filtro F438W, ruotate di 90° l'una rispetto all'altra. A causa della separazione di circa 31 pixel tra i due chip della WFC3, in questa particolare banda non risulta campionata una zona di forma quadrata (di lato circa pari a $1.2''$) vicino alle zone centrali dell'ammasso.

Le informazioni contenute nel file di output di questa procedura (di estensione *.raw*) sono le stesse presenti nei file di tipo *.mag*, con l'unica differenza che ci sono tante colonne contenenti la magnitudine e il relativo errore quante sono le bande fotometriche utilizzate.

In figura 3.6 sono riportati i diagrammi colore-magnitudine di M15 in due differenti colori, ottenuti a partire dai cataloghi preliminari.

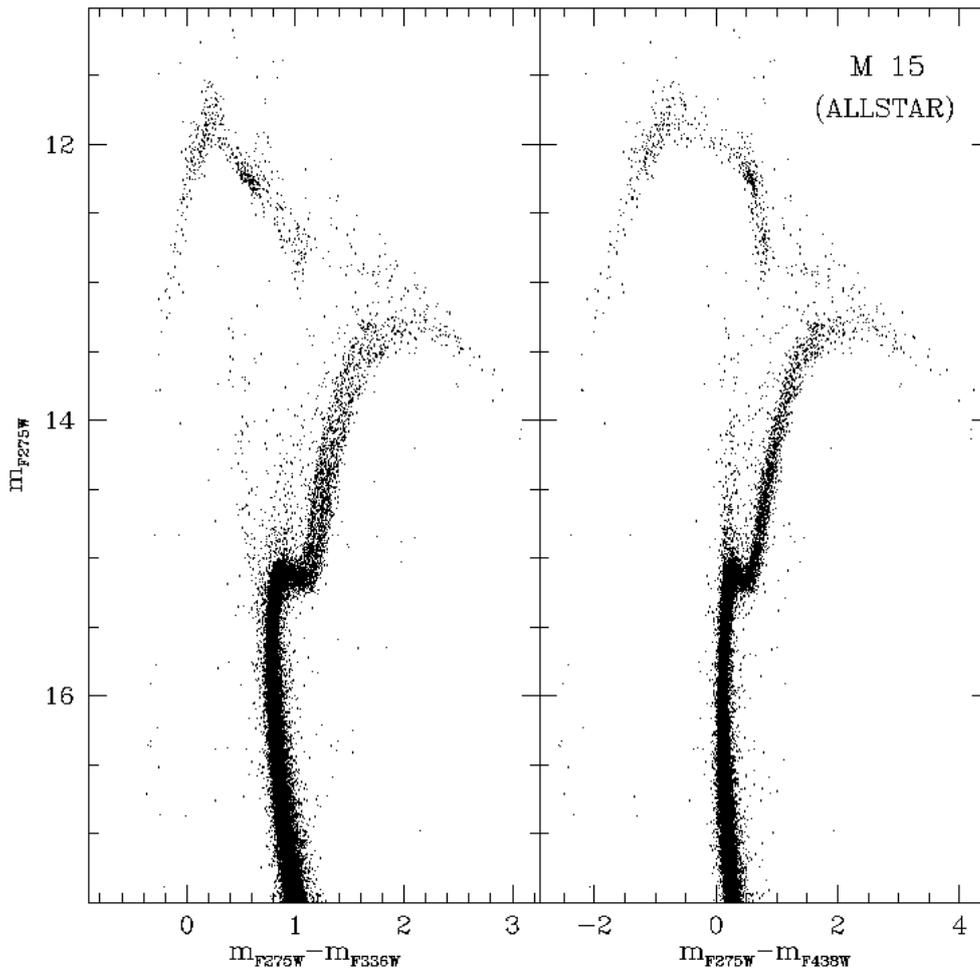


Figura 3.6: Diagramma colore-magnitudine di M15 in due differenti colori. I dati provengono dai cataloghi preliminari ottenuti dopo la procedura di **ALLSTAR**.

3.2.8 Raffinare la riduzione

Fino a questo punto, tutte le immagini sono state analizzate in modo analogo. Come riportato in sezione 1.3.2, a lunghezze d'onda visibili la luce degli ammassi è dominata dalle stelle giganti, molto luminose e fredde. L'affollamento che ciò determina rende problematica la corretta individuazione di popolazioni stellari calde, come ad esempio le BSS, che sono più deboli in bande ottiche. Per ottenere cataloghi completi, è importante utilizzare le informazioni contenute nelle immagini F275W.

Per fare ciò, abbiamo usato il software **ALLFRAME** (Stetson 1994), che effettua nuovamente una riduzione, del tutto simile a quella effettuata con **ALLSTAR**, a partire da posizioni e magnitudini in una lista di partenza fornita come input. **ALLFRAME** migliora le stime delle magnitudini ottenute da **ALLSTAR** dal momento che utilizza, in aggiunta al modello analitico di PSF, anche una matrice numerica che tiene conto dei residui risultanti dalla sottrazione del modello di PSF. Nel caso in esame, la lista di input è costituita dal catalogo delle stelle presenti nel filtro F275W, ottenuto tramite **DAOMASTER**, come descritto alla sezione 3.2.6.

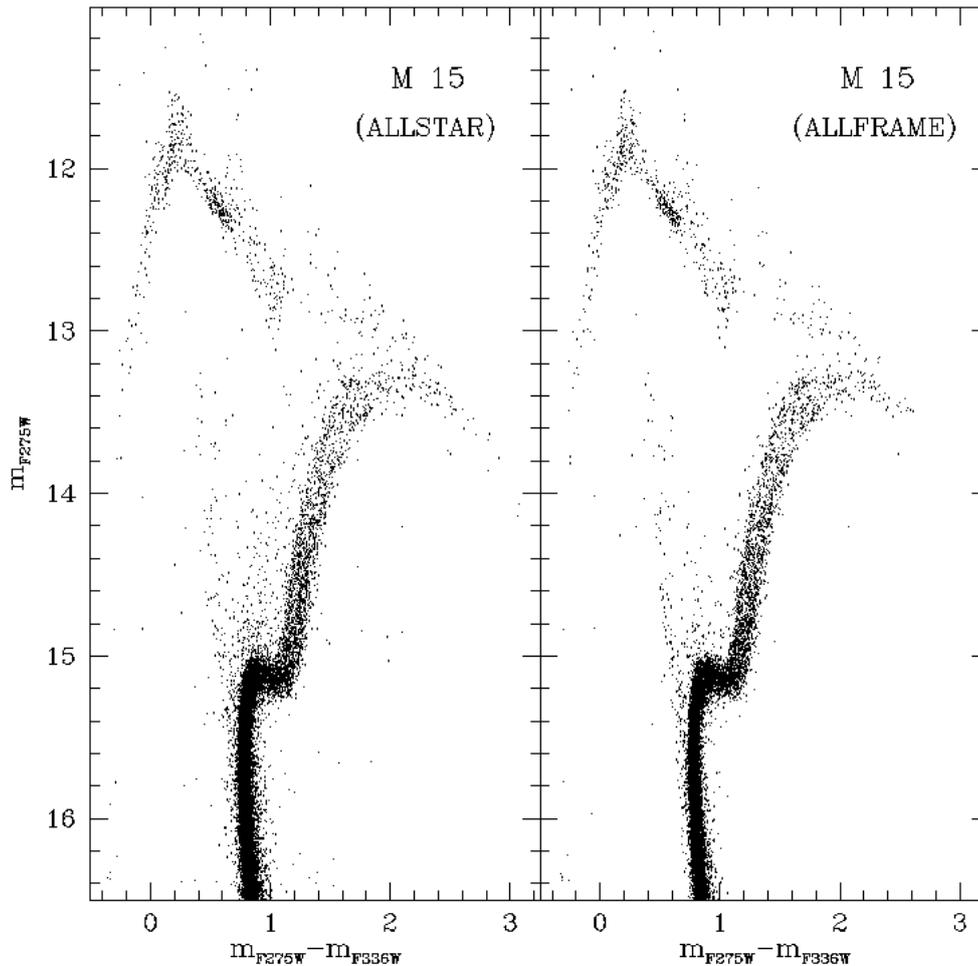


Figura 3.7: Parte brillante del diagramma colore-magnitudine di M15. A sinistra il catalogo preliminare, a destra il catalogo definitivo. In entrambi i casi le magnitudini sono in valori strumentali. Si nota la maggiore pulizia del catalogo definitivo e la migliore separazione delle sequenze multiple in RGB.

È necessario fornire ad **ALLFRAME** le trasformazioni tra tutte le immagini disponibili in tutti i filtri, che si ottengono combinando i risultati delle procedure di **DAOMATCH** effettuate in precedenza, descritti alla sezione 3.2.5. L'output di questa procedura è identico al caso di **ALLSTAR**, con l'unica differenza che i file prodotti hanno estensione .alf.

Sfruttando le stesse trasformazioni utilizzate dopo la procedura di **ALLSTAR**, e mantenendo gli stessi parametri, tramite **DAOMASTER** si ottengono nuovamente i cataloghi nei singoli filtri e successivamente il catalogo combinato. Quest'ultimo è, a tutti gli effetti, il catalogo definitivo risultante dalla procedura di riduzione. In figura 3.7 vengono confrontati i cataloghi preliminare e definitivo nel caso di M15, allo scopo di mostrare il miglioramento ottenuto grazie a quest'ultimo passaggio della procedura di riduzione.

Le magnitudini e le posizioni, a questo stadio, sono ancora in valori strumentali; è necessario dunque un ultimo passaggio prima che i cataloghi siano effettivamente utilizzabili per scopi scientifici.

3.3 Astrometria e calibrazione

Gli ultimi passaggi necessari per ottenere i cataloghi definitivi consistono nell'astrometrizzare e calibrare i dati ottenuti fino a questo momento. Per astrometria si intende la trasformazione delle coordinate strumentali, quindi x e y nel sistema di riferimento delle immagini, in coordinate assolute, ovvero ascensione retta (*right ascension*, RA) e declinazione (Dec). La calibrazione invece riguarda le magnitudini, anch'esse attualmente in un sistema di riferimento strumentale; queste ultime vanno riportate ad un sistema fotometrico standard (il VEGAMAG, nel caso specifico).

3.3.1 Correzione delle distorsioni geometriche

Nel caso di NGC 2808, M 80 e M 15, le correzioni sono state applicate seguendo la procedura descritta in Bellini & Bedin (2009). Il procedimento descritto è stato implementato in un programma FORTRAN, che riceve in input le coordinate nel sistema di riferimento delle immagini `_flt` e, per ogni chip e filtro, calcola le correzioni e restituisce le coordinate corrette. In Bellini & Bedin (2009) le correzioni sono state calcolate per i singoli filtri F225W, F275W e F336W. Siccome le correzioni per i singoli filtri sono molto simili tra loro, è stato possibile applicarle direttamente al catalogo strumentale definitivo, che contiene le posizioni medie delle stelle derivanti dai cataloghi nei singoli filtri.

Per quanto riguarda NGC 6541, non è stato necessario effettuare questa correzione, avendo riferito le trasformazioni delle singole esposizioni all'immagine `_drz`, già corretta per gli effetti di distorsione (sezioni 3.1.3 e 3.2.5).

3.3.2 Astrometria

La trasformazione delle coordinate in (x,y) corrette a (RA,Dec) è stata effettuata utilizzando le stelle in comune tra i nostri cataloghi e i cataloghi pubblicati in Piotto et al. (2015) come standard astrometriche secondarie, ottenute attraverso una procedura di cross-correlazione tra i due cataloghi. In particolare, la cross-identificazione è stata fatta utilizzando il software CataXCorr⁴.

3.3.3 Calibrazione

Anche la calibrazione delle magnitudini è stata effettuata basandosi sugli stessi cataloghi utilizzati per l'astrometria. In tali cataloghi, infatti, tutte le magnitudini sono calibrate nel sistema fotometrico VEGAMAG.

Per le stelle in comune tra i nostri cataloghi e quelli di Piotto et al. (2015), è stata calcolata la differenza tra le magnitudini (Δm). La figura 3.8 mostra l'andamento di Δm in funzione delle corrispondenti magnitudini riportate dai cataloghi di Piotto et al. (2015). Il valore da sommare alle magnitudini strumentali è la

⁴CataXCorr è un software dedicato alla cross-correlazione di cataloghi stellari, specificamente studiato per ottenere accurate soluzioni astrometriche. È stato sviluppato da Paolo Montegriffo presso l'INAF - Osservatorio Astronomico di Bologna. Il pacchetto CataPack, di cui fa parte CataXCorr, è disponibile all'indirizzo <http://davide2.bo.astro.it/~paolo/Main/CataPack.html>

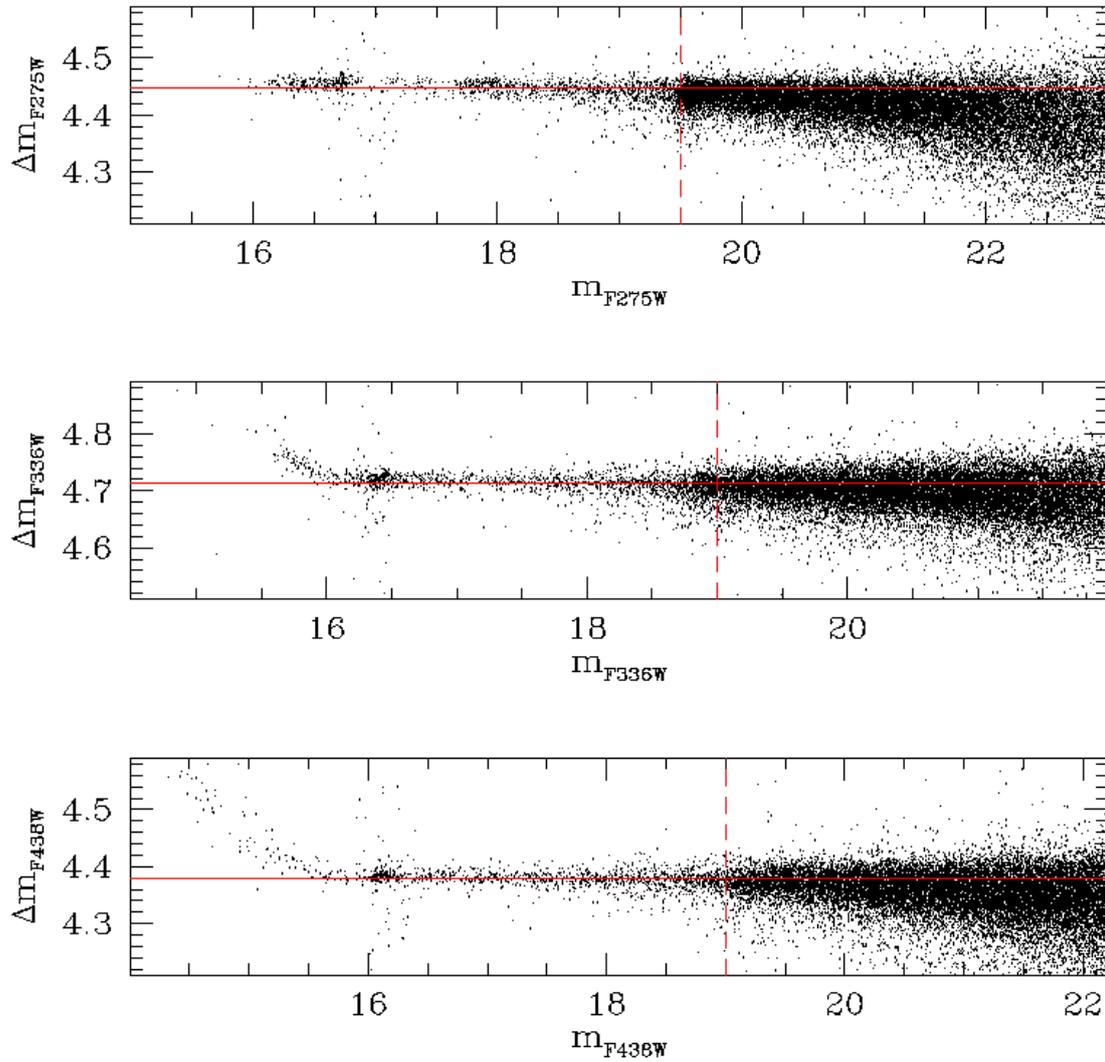


Figura 3.8: Differenza tra le magnitudini strumentali e quelle calibrate provenienti dal catalogo della survey, nel caso di M15 (chip #1). La linea rossa orizzontale rappresenta la mediana della differenza di magnitudini. La linea rossa verticale tratteggiata indica approssimativamente la posizione del TO.

mediana del valore della differenza. Il valore della mediana è stato calcolato escludendo le stelle più deboli del TO e, nelle bande F336W e F438W, con magnitudine più brillante di ~ 16 .

La traslazione calcolata in questo modo contiene già tutti i termini che sarebbero stati applicati seguendo la classica relazione utilizzata per la calibrazione:

$$m_{cal} = m_{strum} + 2.5 \log\left(\frac{F}{t_{exp}}\right) + AP + ZP \quad (3.2)$$

in cui m_{cal} e m_{strum} sono la magnitudine calibrata e strumentale, F/t_{exp} è il flusso normalizzato per il tempo di esposizione (in secondi), AP è la correzione di apertura e ZP è il cosiddetto *zero-point* fotometrico, ovvero la correzione da applicare per riportarsi al sistema fotometrico di riferimento.

3.3.4 Determinazione dei *flag* di qualità

Ottenuti in questo modo i cataloghi definitivi, calibrati ed astrometrizzati, l'ultimo passaggio consiste nell'assegnare a ciascuna stella un *flag*, ovvero un'etichetta, che ne indichi la qualità. In particolare, è stato assegnato a ciascuna stella, per ogni filtro, un numero intero, pari a 1 nel caso di stelle considerate di ottima qualità, e pari a 0 nel caso di qualità inferiore. L'assegnazione è stata effettuata in base all'errore fotometrico associato alla magnitudine in ciascun filtro, seguendo l'approccio descritto di seguito.

La selezione avviene, per ciascun filtro, nel piano $(\lambda, \sigma_\lambda)$, dove λ è la banda fotometrica e σ_λ il relativo errore. È stato assegnato *flag* pari a 1 a stelle con errore fotometrico compreso entro 3σ dal valore della mediana. Sia la mediana che la deviazione si intendono in valori locali.

Per fare ciò, è stata effettuata una suddivisione in intervalli di magnitudine; per ciascun intervallo è stata calcolata la mediana dell'errore fotometrico e la deviazione ad essa associata. I valori ottenuti sono stati interpolati tramite una *spline* in modo tale da ottenere una curva che rappresenti il luogo in cui la deviazione dalla mediana è pari a 3σ . L'assegnazione dei *flag* è stata effettuata utilizzando tale curva come riferimento: in particolare, le stelle posizionate al di sopra della curva nel piano $(\lambda, \sigma_\lambda)$ sono state contrassegnate con *flag* pari a 0, quelle al di sotto con *flag* pari a 1.

In figura 3.9 è riportato l'errore fotometrico in funzione della magnitudine nei tre filtri, per il caso di M 15. Si nota la crescita dell'errore all'aumentare della magnitudine e la curva assunta per distinguere il livello di qualità della riduzione (in blu). Sono rappresentate in nero le stelle a cui è stato assegnato *flag* pari a 1 e in rosso le stelle a cui è stato assegnato *flag* pari a 0.

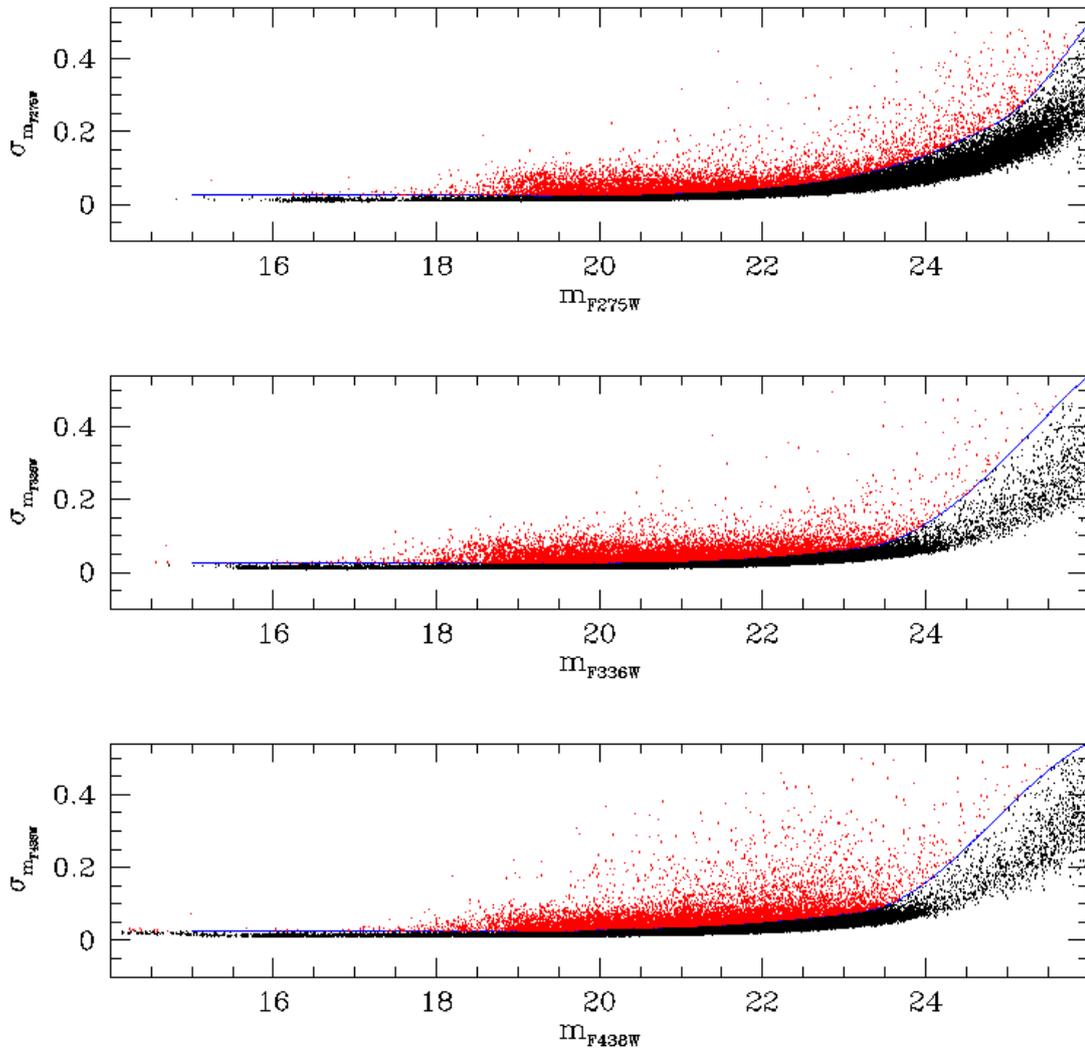


Figura 3.9: Grafici che mostrano l'andamento dell'errore fotometrico in funzione della magnitudine nei filtri F275W, F336W e F438W. In figura è riportato il caso di M 15. La curva blu rappresenta il livello limite assunto affinché la stella venga considerata di ottima qualità. Alle stelle riportate in rosso è stato assegnato un *flag* pari a 0, a quelle in nero pari a 1.

3.4 Presentazione dei cataloghi definitivi

In questa sezione vengono presentati i cataloghi definitivi, costruiti nel modo descritto alle sezioni precedenti, e che sono stati utilizzati per ottenere i risultati presentati ai capitoli 4 e 5.

Ogni catalogo è costituito da un file di testo contenente tutte le informazioni ricavate dalla riduzione. In totale nei cataloghi sono presenti 16 colonne, con il seguente contenuto:

1. Un numero intero, che ha la funzione di identificativo della stella;
2. Posizione lungo l'asse x, corretta per le distorsioni geometriche;
3. Posizione lungo l'asse y, corretta per le distorsioni geometriche;
4. Ascensione retta della stella;
5. Declinazione della stella;
6. Magnitudine apparente nel filtro F275W;
7. Errore fotometrico nel filtro F275W;
8. *Flag* di qualità nel filtro F275W;
9. Magnitudine apparente nel filtro F336W;
10. Errore fotometrico nel filtro F336W;
11. *Flag* di qualità nel filtro F336W;
12. Magnitudine apparente nel filtro F438W;
13. Errore fotometrico nel filtro F438W;
14. *Flag* di qualità nel filtro F438W;
15. Valore del χ^2 relativo alla qualità del *fit* del profilo della stella rispetto al modello assunto;
16. Valore dell'indice di *sharpness* della stella: un elevato valore positivo di questo parametro indica che l'oggetto ha un profilo di luminosità più esteso di quello di una stella (generalmente accade in caso di doppie non risolte o galassie), mentre un valore negativo indica che non si tratta di una stella ma di un raggio cosmico o di un eventuale pixel "caldo".

3.4.1 Diagrammi colore-magnitudine

In questa sezione vengono presentati i CMD ottenuti dai cataloghi appena descritti, che verranno utilizzati per la selezione delle differenti popolazioni dell'ammasso (sezione 4.2).

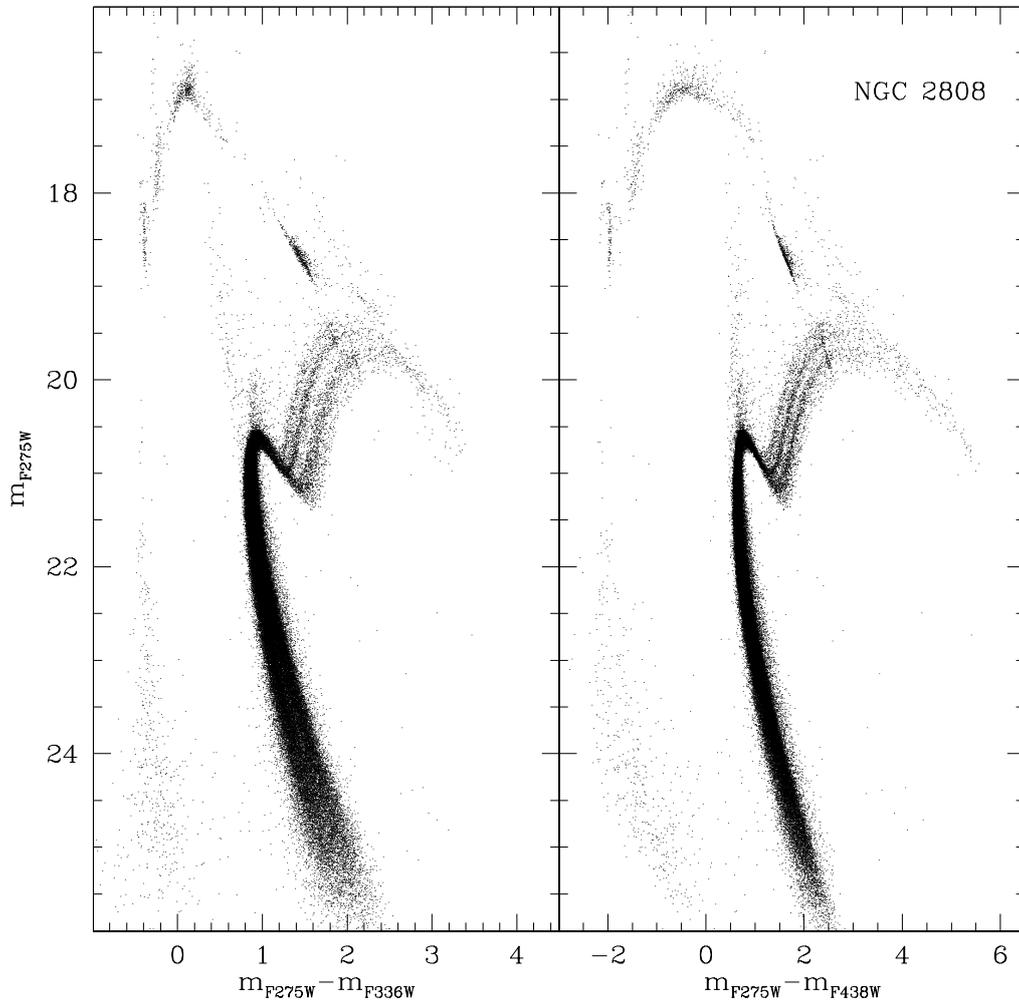


Figura 3.10: Diagrammi di NGC 2808 nei colori F275W-F336W e F275W-F438W contro la magnitudine nel filtro F275W. Sono ben visibili le numerose sottopopolazioni presenti nell'ammasso e la multimodalità del braccio orizzontale, come descritto alla sezione 2.3.2. È evidente come il diagramma che comprende anche la banda fotometrica F336W separi maggiormente le sequenze, sia a livello dell'RGB che lungo la sequenza principale, che appare più allargata.

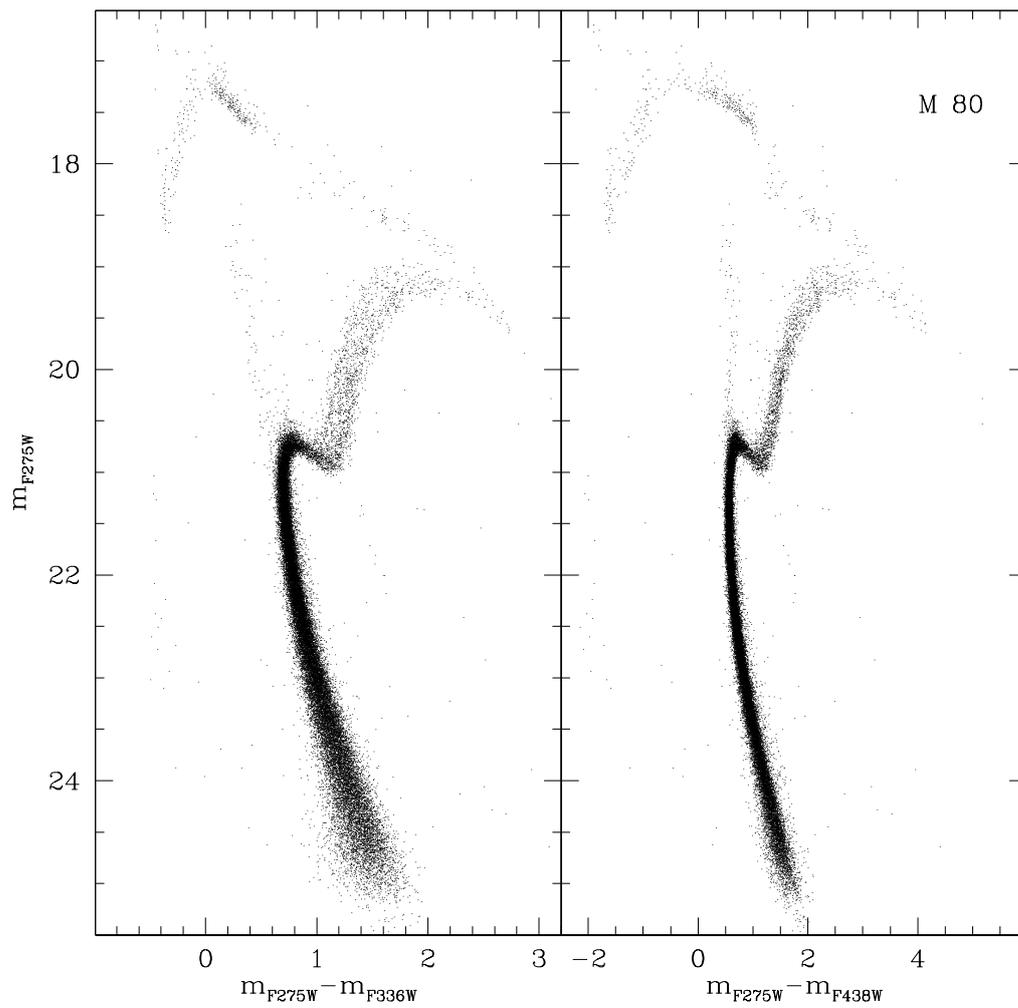


Figura 3.11: Diagrammi di M 80 nei colori F275W-F336W e F275W-F438W contro la magnitudine nel filtro F275W. Si osserva l'HB blu come da letteratura e si intuisce la separazione tra almeno due sequenze in RGB nel pannello di sinistra.

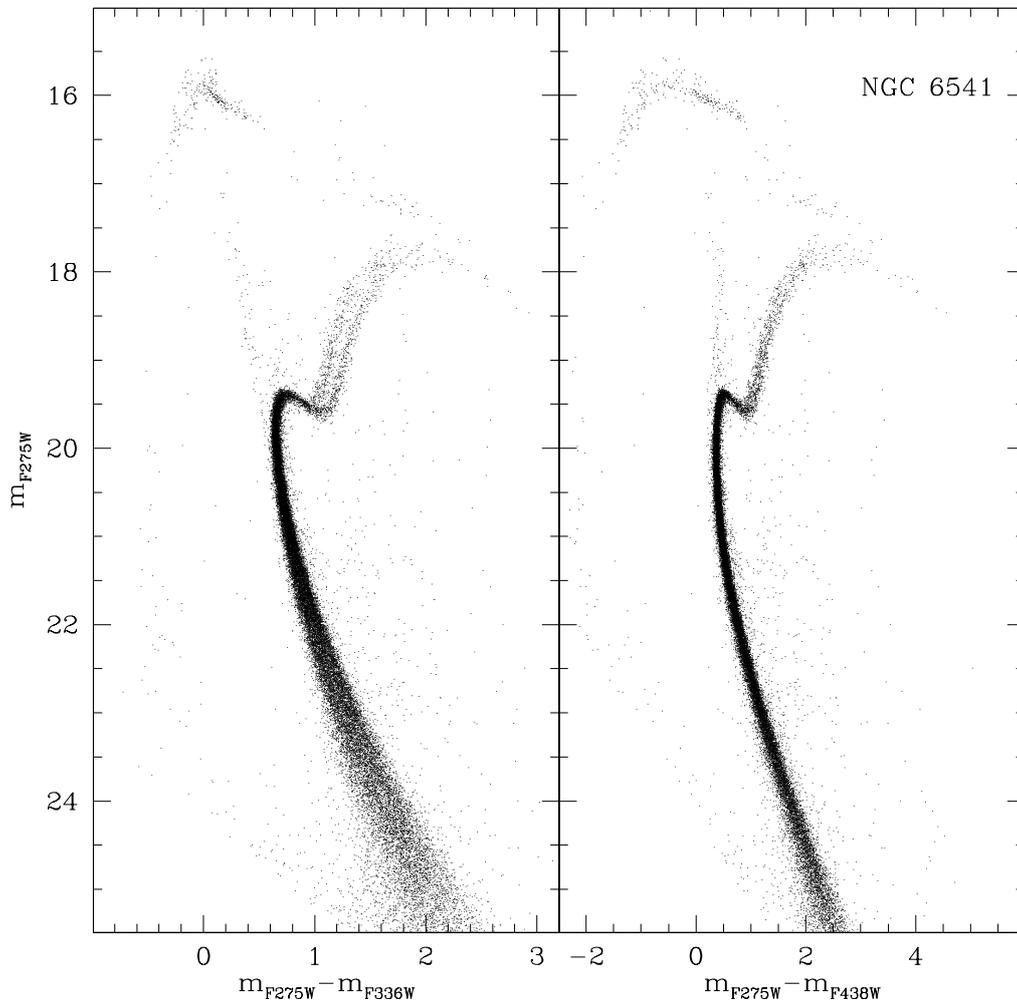


Figura 3.12: Diagrammi di NGC 6541 nei colori F275W-F336W e F275W-F438W contro la magnitudine nel filtro F275W. Si tratta evidentemente di un ammasso meno popoloso dei precedenti; nonostante ciò, contiene un buon numero di BSS e anche in questo caso si intuisce la presenza di almeno due popolazioni all'interno dell'ammasso.

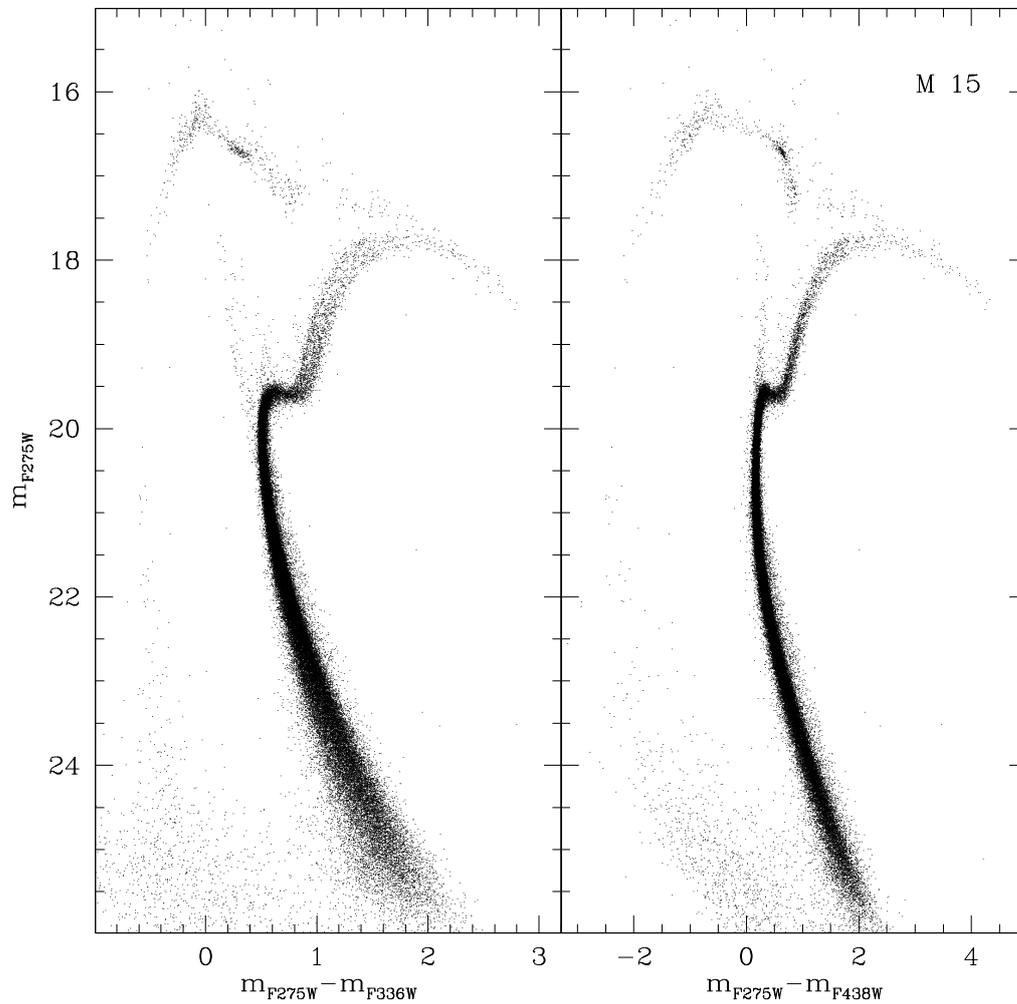


Figura 3.13: Diagrammi di M 15 nei colori F275W-F336W e F275W-F438W contro la magnitudine nel filtro F275W. L'ammasso meno metallico del campione si presenta molto simile ad M 80, con un HB esteso alle alte temperature e probabilmente almeno due sottopopolazioni in RGB. La sua alta concentrazione si traduce in un numero significativo di stelle doppie non risolte, osservabili al di sopra del punto di TO. Queste stelle non sono distinguibili dalle BSS nel diagramma di destra, mentre a sinistra le due sequenze sono separate, perciò è questa la combinazione di magnitudini migliore per evitare di includere nel campione di BSS oggetti spuri.

Capitolo 4

Selezione delle popolazioni ed evoluzione dinamica

In questo capitolo vengono presentati i risultati riguardanti l'uso delle BSS, e, in modo particolare, della loro distribuzione radiale, come traccianti dello stato dinamico degli ammassi globulari. Nella sezione 4.1 viene descritto il procedimento utilizzato per ottenere le coordinate dei centri degli ammassi considerati; nella sezione 4.2 vengono esposti i criteri per la selezione delle differenti popolazioni nei CMD; nella sezione 4.3 vengono presentati i risultati riguardanti le distribuzioni radiali delle BSS e le stime di evoluzione dinamica.

4.1 Determinazione del centro

Lo strumento principale utilizzato in questo lavoro per studiare l'evoluzione dinamica degli ammassi globulari analizzati è la distribuzione radiale. In questo tipo di analisi è fondamentale un'accurata determinazione del centro, che viene stimato in questo lavoro utilizzando i conteggi di stelle.

È possibile trovare in letteratura numerose stime di centri ottenute a partire dai profili di brillantezza. Una simile determinazione, tuttavia, è potenzialmente affetta da effetti statistici dovuti alla presenza di poche stelle brillanti. Risulta quindi conveniente rideterminare il centro come il centro di gravità delle stelle risolte dell'ammasso. Il centro di massa è così definito:

$$X_{CM} = \frac{\sum_{i=1}^N m_i x_i}{\sum_{i=1}^N m_i} \quad (4.1)$$

L'ipotesi assunta in questo lavoro è che tutte le stelle utilizzate per il calcolo abbiano la stessa massa. Per stelle più brillanti del TO, tale ipotesi può essere considerata valida in un intervallo sufficientemente ampio di magnitudini, siccome le variazioni di massa risultano essere trascurabili. In figura 4.1 sono riportate le masse corrispondenti a differenti magnitudini nel CMD di M 15, evidenziando la differenza di pochi centesimi di M_{\odot} tra gli intervalli considerati.

Tale ipotesi permette di riscrivere l'equazione 4.1 come:

$$X_{CM} = \frac{\sum_{i=1}^N x_i}{N} \quad (4.2)$$

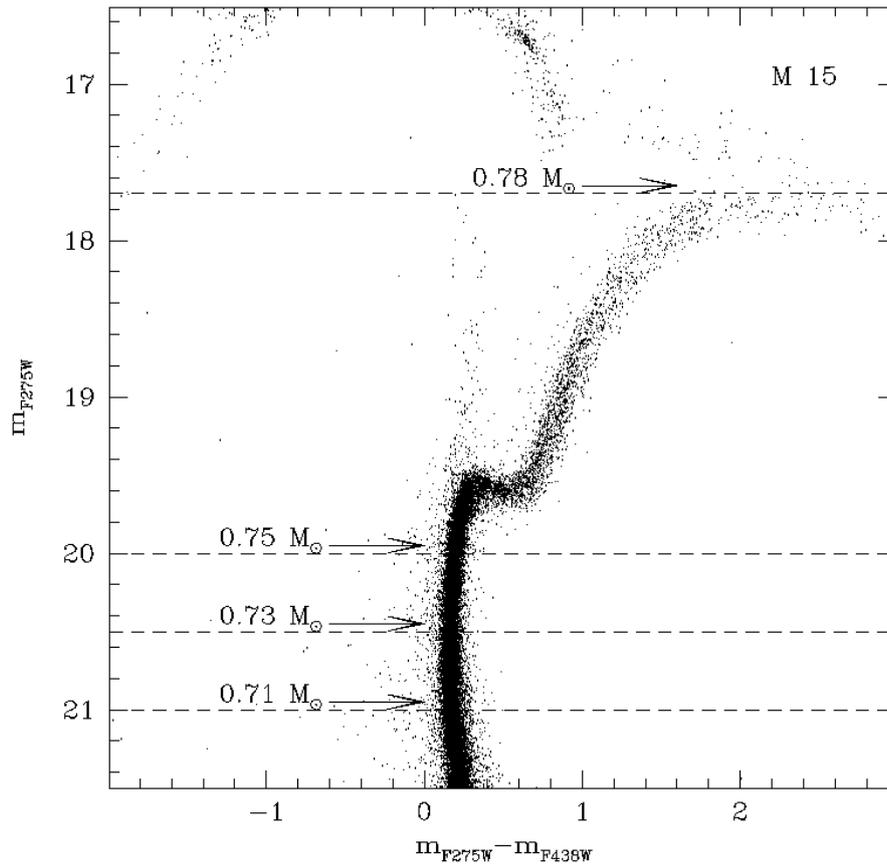


Figura 4.1: Le tre linee tratteggiate nella parte bassa del diagramma corrispondono ai tre limiti $m_{F275W,faint}$ assunti per M 15 (tabella 4.4). La linea tratteggiata nella parte alta rappresenta approssimativamente la magnitudine più brillante in RGB. Sono riportate le masse corrispondenti a tali livelli di magnitudine, stimate tramite un'isocrona di $t \sim 13.5$ Gyr e $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.67$. L'isocrona è stata ottenuta grazie al *BaSTI web tool*, disponibile all'indirizzo: <http://basti.oa-teramo.inaf.it/index.html>.

Il calcolo del centro viene effettuato tramite una procedura iterativa descritta in Montegriffo et al. (1995), che consiste nel determinare la media dei valori delle coordinate assolute (RA, Dec) delle stelle entro un dato intervallo di magnitudine e una data distanza da un centro precedentemente determinato (in generale si considera il valore presente in letteratura). Gli intervalli di magnitudine considerati comprendono stelle più brillanti rispetto a tre differenti livelli di magnitudine, entro ~ 1 mag al di sotto del TO. Una simile selezione comprende stelle che abbiano tutte circa la stessa massa (figura 4.1) e assicura un'ottimo livello di completezza del campione. L'assunzione di un limite spaziale permette di adattare la selezione al campo di vista dello strumento utilizzato; inoltre, limitandosi alle regioni più interne, si limita fortemente la contaminazione da parte di stelle di campo.

Per i quattro ammassi considerati in questo lavoro, le differenti combinazioni di condizioni utilizzate, per quanto riguarda le distanze dal centro (R) e le magnitudini limite ($m_{F275W,faint}$ e $m_{F275W,bright}$), ovvero differente numero di stelle (N_{stars}), sono riportate nelle tabelle 4.1 (NGC 2808), 4.2 (M 80), 4.3 (NGC 6541) e 4.4 (M 15).

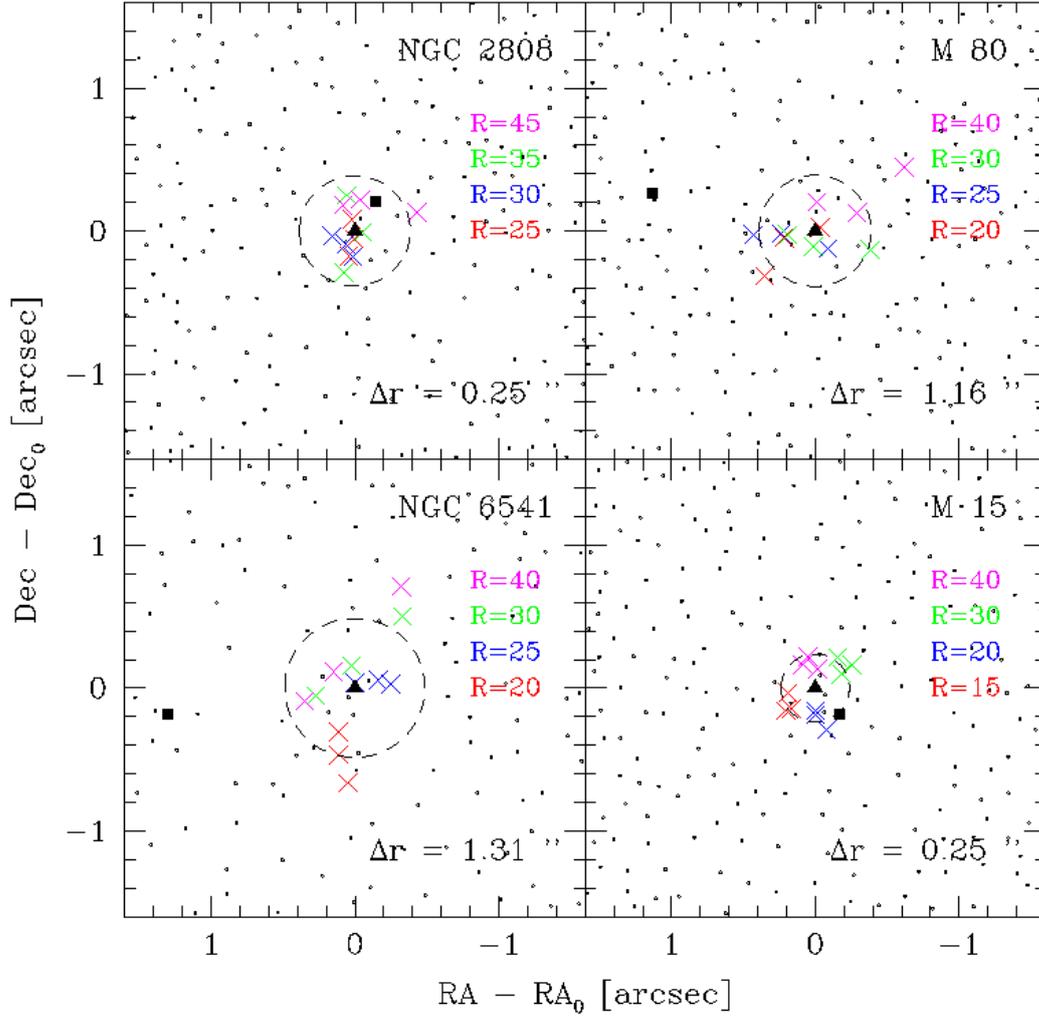


Figura 4.2: Zone centrali dei quattro ammassi e risultati del calcolo del centro. Il triangolo pieno indica il centro calcolato in questo lavoro, il quadrato pieno il centro riportato nel catalogo di Harris (Harris 1996). La differenza tra i due è pari a Δr . Le croci colorate indicano i risultati del calcolo del centro per le differenti combinazioni di condizioni utilizzate e la circonferenza tratteggiata ha raggio pari a σ_R (si veda il testo per i dettagli).

Per ogni ammasso il centro è la media delle 12 misure effettuate e l'errore relativo è dato dalla deviazione standard. Una stima dell'incertezza sulla distanza è calcolata come segue: $\sigma_R = \sqrt{\sigma_{RA}^2 + \sigma_{Dec}^2}$.

In figura 4.2 sono mostrati degli zoom delle zone centrali ($1.6'' \times 1.6''$) dei quattro ammassi e i risultati del calcolo del centro con i vari criteri in distanza e luminosità delle stelle riassunti nelle tabelle 4.1, 4.2, 4.3, e 4.4. Il quadrato pieno indica la posizione del centro riportato nel catalogo di Harris (Harris 1996), mentre il triangolo indica la posizione calcolata in questo lavoro. La differenza tra i due è riportata in figura come Δr . La massima distanza tra il centro calcolato in questo lavoro e il valore di letteratura è $\sim 1.3''$. La circonferenza tratteggiata ha raggio pari a σ_R . I valori di σ_R sono molto piccoli (al massimo $\sim 0.5''$), il che garantisce una stabilità interna della soluzione.

Tabella 4.1: Valori utilizzati e risultati del calcolo del centro per NGC 2808.

NGC 2808 ($r_c = 15''$)					
$m_{F275W,faint}$	$m_{F275W,bright}$	R (arcsec)	N_{stars}	RA_0	Dec_0
21.5	16.0	25	12340	138.0128094	-64.8635352
21.0	16.0	25	8027	138.0127940	-64.8636057
20.5	16.0	25	2535	138.0128169	-64.8635727
21.5	16.0	30	15349	138.0127185	-64.8635671
21.0	16.0	30	9896	138.0128129	-64.8636071
20.5	16.0	30	3048	138.0127797	-64.8635829
21.5	16.0	35	18044	138.0127850	-64.8634877
21.0	16.0	35	11558	138.0128558	-64.8635595
20.5	16.0	35	3480	138.0127728	-64.8636378
21.5	16.0	45	22957	138.0127688	-64.8635072
21.0	16.0	45	14511	138.0128455	-64.8634962
20.5	16.0	45	4122	138.0131032	-64.8635206
Valore medio ($\overline{RA_0}, \overline{Dec_0}$):				138.0128219	-64.86355664
Deviazione standard ($\sigma_{RA}, \sigma_{Dec}$):				0.3448576401	0.1723553229
				σ_R :	0.38

Tabella 4.2: Valori utilizzati e risultati del calcolo del centro per M 80.

M 80 ($r_c = 9''$)					
$m_{F275W,faint}$	$m_{F275W,bright}$	R (arcsec)	N_{stars}	RA_0	Dec_0
22.0	16.5	20	6615	244.2602784	-22.9762433
21.5	16.5	20	4836	244.2603196	-22.9761697
21.0	16.5	20	2963	244.2603945	-22.9761492
22.0	16.5	25	8160	244.2602543	-22.9761637
21.5	16.5	25	5887	244.2603127	-22.9761607
21.0	16.5	25	3542	244.2604100	-22.9761909
22.0	16.5	30	9531	244.2603265	-22.9761636
21.5	16.5	30	6805	244.2603805	-22.9761857
21.0	16.5	30	4048	244.2604999	-22.9761930
22.0	16.5	40	11750	244.2603887	-22.9761004
21.5	16.5	40	8290	244.2604718	-22.9761211
21.0	16.5	40	4885	244.2605716	-22.9760323
Valore medio ($\overline{RA_0}, \overline{Dec_0}$):				244.260384	-22.97615613
Deviazione standard ($\sigma_{RA}, \sigma_{Dec}$):				0.3392184975	0.1913404905
				σ_R :	0.39

Tabella 4.3: Valori utilizzati e risultati del calcolo del centro per NGC 6541.

NGC 6541 ($r_c = 10.8''$)					
$m_{F275W,faint}$	$m_{F275W,bright}$	R (arcsec)	N_{stars}	RA_0	Dec_0
20.5	15.0	20	2872	272.0102902	-43.7149686
20.0	15.0	20	1929	272.0103136	-43.7150226
19.5	15.0	20	975	272.0102882	-43.7149238
20.5	15.0	25	3667	272.0103325	-43.7148282
20.0	15.0	25	2461	272.0103950	-43.7148237
19.5	15.0	25	1205	272.0104284	-43.7148310
20.5	15.0	30	4374	272.0102281	-43.7148541
20.0	15.0	30	2914	272.0103233	-43.7147949
19.5	15.0	30	1406	272.0104597	-43.7146988
20.5	15.0	40	5647	272.0101987	-43.7148642
20.0	15.0	40	3753	272.0102758	-43.7148069
19.5	15.0	40	1760	272.0104567	-43.7146409
Valore medio ($\overline{RA_0}, \overline{Dec_0}$):				272.0103325	-43.7148381
Deviazione standard ($\sigma_{RA}, \sigma_{Dec}$):				0.3087671122	0.3773214209
σ_R :				0.49	

Tabella 4.4: Valori utilizzati e risultati del calcolo del centro per M 15.

M 15 ($r_c = 8.4''$)					
$m_{F275W,faint}$	$m_{F275W,bright}$	R (arcsec)	N_{stars}	RA_0	Dec_0
21.0	15.5	15	4963	322.4929356	12.1670079
20.5	15.5	15	3778	322.4929465	12.1670112
20.0	15.5	15	2490	322.4929401	12.1670418
21.0	15.5	20	6951	322.4930172	12.1669703
20.5	15.5	20	5174	322.4929949	12.1670063
20.0	15.5	20	3329	322.4929953	12.1669989
21.0	15.5	30	10574	322.4930383	12.1671102
20.5	15.5	30	7641	322.4930460	12.1670785
20.0	15.5	30	4777	322.4930669	12.1670959
21.0	15.5	40	13518	322.4929800	12.1671129
20.5	15.5	40	9616	322.4929699	12.1670964
20.0	15.5	40	5931	322.4929979	12.1670880
Valore medio ($\overline{RA_0}, \overline{Dec_0}$):				322.492994	12.16705152
Deviazione standard ($\sigma_{RA}, \sigma_{Dec}$):				0.1530651711	0.1825563153
σ_R :				0.24	

Tabella 4.5

ID	$(m - M)_V$	$E(B - V)$
NGC 2808	0.22	15.59
NGC 6093 (M 80)	0.18	15.56
NGC 6541	0.14	14.82
NGC 7078 (M 15)	0.10	15.39

4.2 Selezione delle popolazioni

4.2.1 Diagrammi assoluti e dearrossati

Per poter selezionare le varie popolazioni in modo omogeneo in tutti gli ammassi, i cataloghi osservati sono stati riportati in diagrammi colore-magnitudine assoluti, ovvero corretti per effetti di distanza e arrossamento. Tali diagrammi sono mostrati in figura 4.3.

La magnitudine assoluta è stata ricavata tramite la seguente relazione:

$$M_{\lambda,0} = m_{\lambda} - (m - M)_V + \left(1 - \frac{A_{\lambda}}{A_V}\right) R_V E(B - V) \quad (4.3)$$

che considera contemporaneamente i contributi dovuti al modulo di distanza e all'arrossamento. Nell'equazione 4.3, λ rappresenta la banda fotometrica relativa alla magnitudine in esame, $(m - M)_V$ è il modulo di distanza in banda V, A_{λ} e A_V sono i parametri di estinzione, rispettivamente, nella banda fotometrica considerata e nella banda V di Johnson, $E(B - V)$ è l'eccesso di colore o arrossamento, e R_V è un parametro che lega i coefficienti di estinzione. In particolare: $A_V = R_V E(B - V)$; in questo lavoro si è assunto $R_V = 3.1$. I valori di A_{λ} utilizzati sono, in particolare: $A_{F275W}/A_V = 1.94$, $A_{F336W}/A_V = 1.66$, $A_{F438W}/A_V = 1.33$ ¹. I valori di modulo di distanza in banda V ed arrossamento provengono dal catalogo di Harris (Harris 1996), e sono riportati in tabella 4.5.

4.2.2 Scelta del diagramma in cui effettuare la selezione

Per una selezione efficiente, è importante scegliere con attenzione il CMD più appropriato, che in questo caso risulta essere il (F275W, F275W-F336W). In questo CMD, infatti, le BSS definiscono una sequenza estesa e luminosa, che si separa in modo netto da *blend* fotometrici, che, come è possibile vedere in figura 4.3, descrivono in questo piano una sequenza verticale sul prolungamento della MS. L'adozione di un piano ultravioletto rende inoltre più deboli le giganti rosse, che pertanto rendono meno importante il problema del *crowding*, come già discusso nella sezione 1.3.2.

¹I valori riportati sono stati calcolati tramite l'interfaccia web CMD 2.8, (URL: <http://stev.oapd.inaf.it/cmd>), basandosi sui lavori di Cardelli, Clayton & Mathis (1989) e O'Donnell (1994).

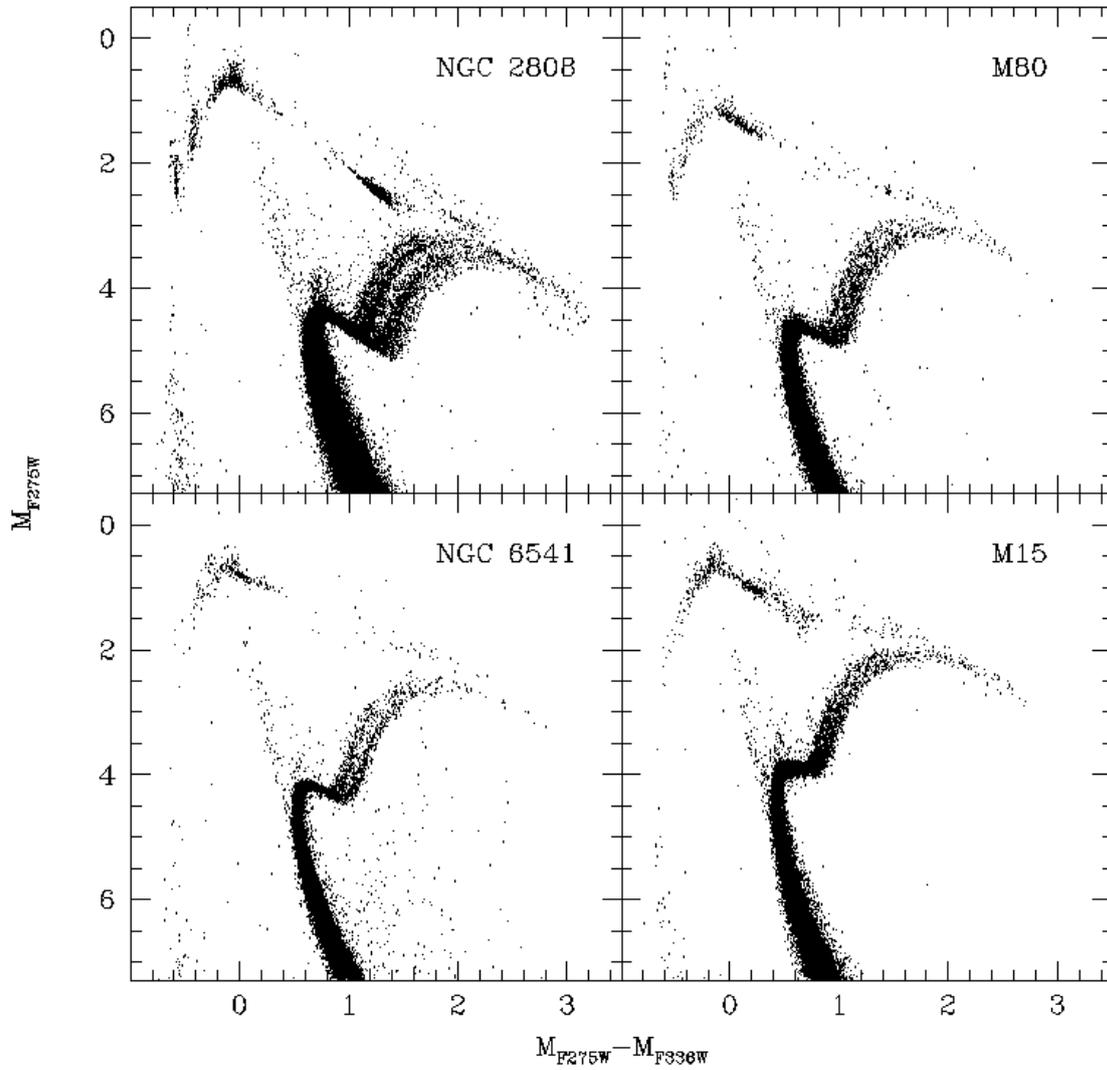


Figura 4.3: I diagrammi colore-magnitudine assoluti e dearrossati dei quattro ammassi oggetto di questo lavoro.

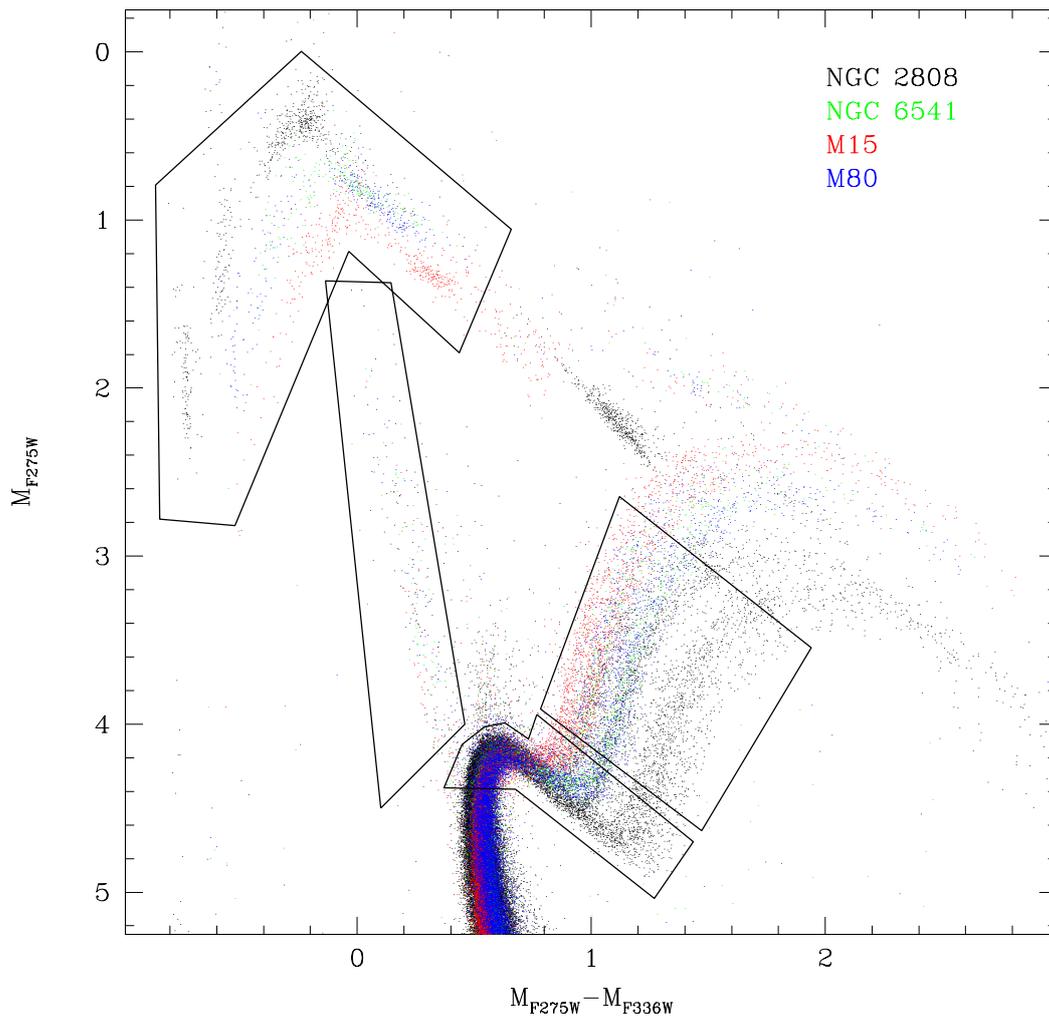


Figura 4.4: Sovrapposizione dei quattro CMD e criteri di selezione generici.

4.2.3 Definizione delle box di selezione

I diagrammi colore-magnitudine dei quattro ammassi considerati mostrano delle caratteristiche comuni, ma anche significative differenze. La sovrapposizione dei quattro diagrammi è mostrata in figura 4.4. I quattro diagrammi, riportati nel piano assoluto, non risultano perfettamente sovrapposti a livello del TO; ciò è dovuto principalmente alle differenze in metallicità (già discusse in sezione 2.3) e a residui nella determinazione del modulo di distanza e dell'arrossamento. La sovrapposizione mostrata in figura è stata effettuata applicando opportune traslazioni (lo *shift* massimo in magnitudine è pari a ~ 0.4 mag e in colore è pari a ~ 0.15 mag), assumendo come riferimento NGC 6541. Si notano diverse pendenze in RGB, dovute alla significativa differenza in metallicità dei quattro GC. Inoltre, è evidente come NGC 2808, a causa della sua estrema complessità, sia il caso che si differenzia maggiormente dagli altri, soprattutto per quanto riguarda l'estensione in colore di RGB e SGB e la multimodalità dell'HB.

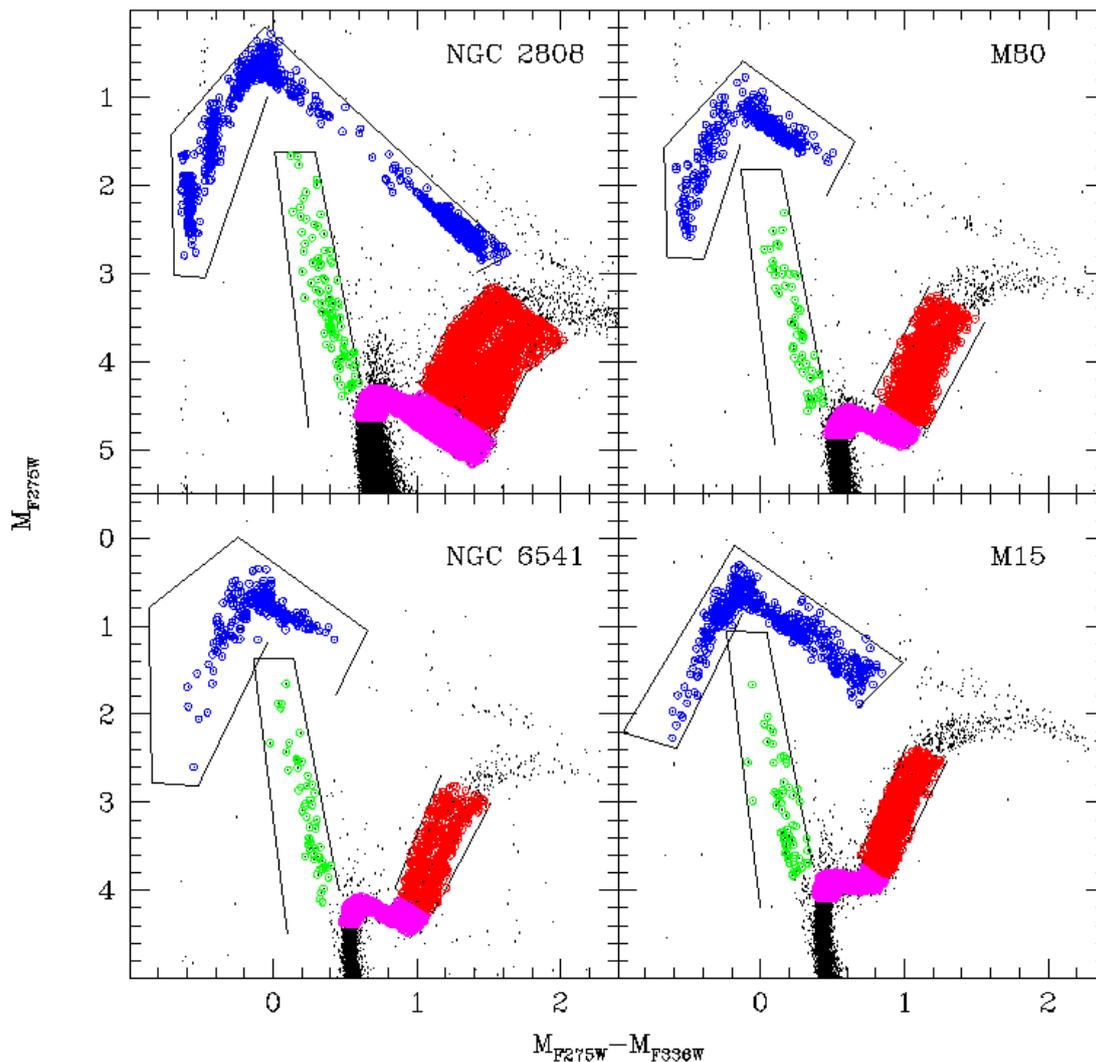


Figura 4.5: Diagrammi dei quattro ammassi, con evidenziate le box di selezione definitive e le popolazioni selezionate. In verde le BSS, in rosso l'RGB, in blu l'HB, in magenta l'SGB.

Seguendo criteri di selezione più simili possibile, mostrati schematicamente in figura 4.4, ottimizzati alle diverse morfologie osservate, le popolazioni sono state selezionate come mostrato in figura 4.5.

Da tale selezione, si osserva che il campione più numeroso di BSS (194) si trova in NGC 2808, in accordo con la sua natura di ammasso massiccio e popoloso. In M 80 la selezione così effettuata include 86 BSS, in accordo con una fase avanzata di evoluzione dinamica (si veda Ferraro et al. 2012 e la sezione 1.3.4). NGC 6541 è simile a M 80 per quanto riguarda massa, età e metallicità, ma NGC 6541 è sospettato essere un ammasso PCC. In questo caso, sono presenti 72 BSS. M 15, anch'esso un ammasso PCC, contiene un numero più elevato di BSS, pari a 98, in accordo con la sua maggiore massa (la magnitudine assoluta integrata in banda V per M 15 è infatti pari a -9.19 , mentre per NGC 6541 è di -8.52 , si veda Harris 1996).

4.3 Le Blue Straggler Stars

In questa sezione vengono presentati i risultati relativi alle distribuzioni radiali delle BSS, rispetto a una popolazione di riferimento, e si definisce un parametro utile a valutare quantitativamente lo stato di evoluzione dinamica di ciascun ammasso.

4.3.1 Distribuzione radiale

La popolazione di riferimento usata per lo studio delle BSS è l'SGB. La popolazione di SGB infatti costituisce un campione completo e composto da un numero significativo di stelle (più di 2000). Per ciascun ammasso, sono state ottenute le distribuzioni radiali cumulative (ϕ) in funzione del logaritmo della distanza dal centro in arcosecondi, sia per le BSS che per le SGB. Alle due distribuzioni è stato applicato il test di Kolmogorov-Smirnov (KS), che permette di valutare quantitativamente la probabilità che le due popolazioni siano state estratte dalla stessa popolazione parente. Il test KS confronta due distribuzioni integrate e, attraverso il calcolo del massimo scarto tra le due curve, determina la significatività della separazione tra le due popolazioni. Più il valore di probabilità (compreso tra 0 e 1) del test KS è basso, più è probabile che le due popolazioni siano differenti tra loro. In particolare, si assume generalmente un livello di confidenza per cui un valore $P_{KS} < 0.05$ indica distribuzioni che non possono essere state estratte dalla stessa popolazione. Tale livello di confidenza è quello a cui si fa riferimento in questo lavoro.

Come mostrato in figura 4.6, nei quattro GC studiati la distribuzione di BSS è significativamente diversa dalla popolazione di riferimento. In particolare, si nota che in tutti i casi le BSS sono più centralmente concentrate delle SGB. Il test di KS conferma la significatività della separazione tra le due distribuzioni in tutti i casi, dal momento che risulta sempre $P_{KS} \lesssim 10^{-4}$.

4.3.2 Stime di evoluzione dinamica e area positiva

Alle sezioni 1.2 e 1.3 è stato spiegato nel dettaglio come le BSS traccino lo stadio di evoluzione dinamica degli ammassi globulari, e in particolare nella sezione 1.3.4 si è evidenziato come si modifichi la distribuzione radiale, analizzata tramite il rapporto doppio normalizzato, all'aumentare del numero di tempi di rilassamento sperimentati dal GC. Secondo la definizione di Ferraro et al. (2012), gli ammassi sono divisibili in tre famiglie a seconda dell'andamento del rapporto doppio normalizzato rispetto alla distanza dal centro. Tuttavia, solo per gli ammassi di famiglia II è definibile un parametro (r_{min}), correlato con il tempo di rilassamento (figura 1.16), che indichi quantitativamente lo stadio di evoluzione dinamica.

È quindi necessaria la definizione di un indicatore di evoluzione dinamica che sia applicabile a tutti i casi. Infatti, simulazioni a N corpi hanno dimostrato (Alessandrini et al., 2016, ApJ, *submitted*) che in sistemi dinamicamente non evoluti, quando le BSS sono distribuite radialmente come la popolazione di riferimento le distribuzioni cumulative sono completamente coincidenti. All'aumentare dell'evoluzione dinamica (si veda la figura 4.7) le distribuzioni si separano progressivamente

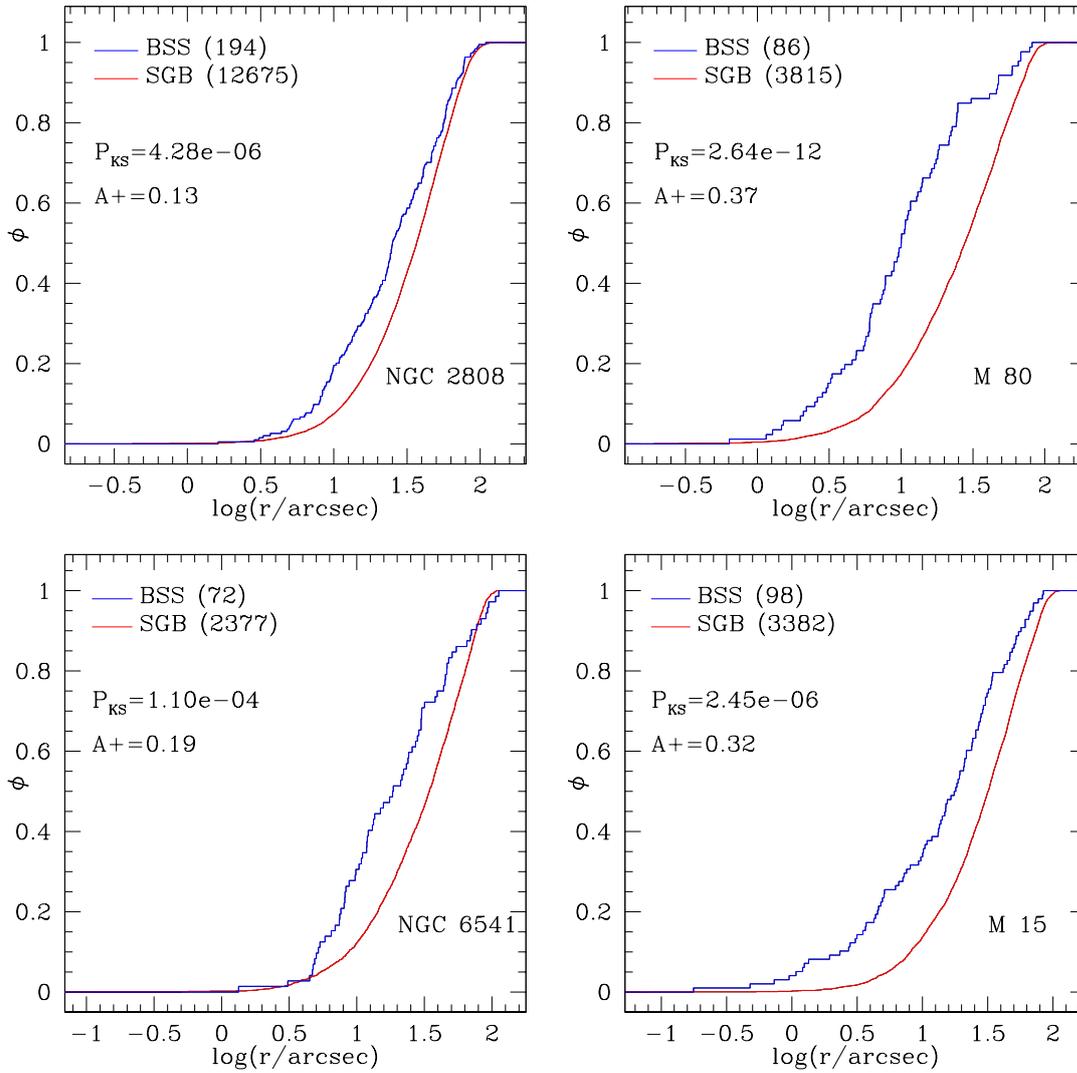


Figura 4.6: Distribuzioni radiali cumulative di BSS e SGB per NGC 2808, M 80, NGC 6541 e M 15. Il valore di probabilità del test di KS è indicato come “ P_{KS} ”, mentre il valore di area positiva come “ $A+$ ”.

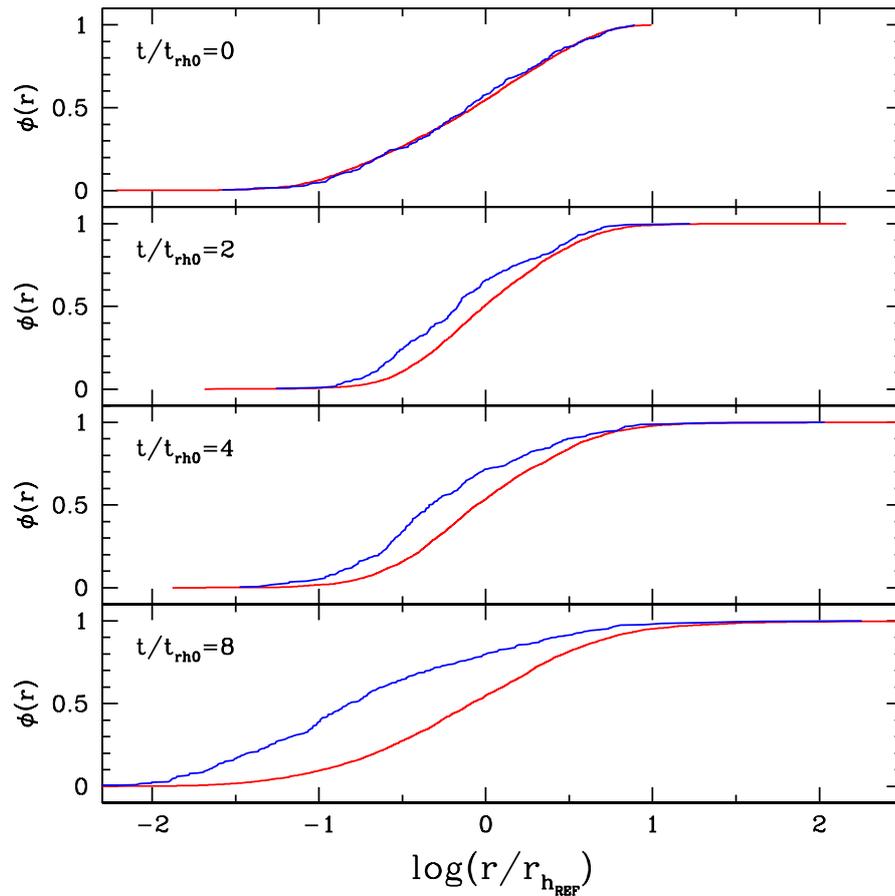


Figura 4.7: In figura è rappresentata l'evoluzione temporale delle distribuzioni radiali cumulative delle BSS (in blu) e della popolazione di riferimento (in rosso), ottenute tramite una simulazione di un GC. Si osserva l'iniziale sovrapposizione delle due curve (pannello in alto, $t/t_{\text{rho}} = 0$); successivamente le due curve si separano progressivamente all'aumentare del livello di segregazione delle BSS. Grafico da Alessandrini et al. (2016), ApJ, *submitted*.

all'aumentare del livello di segregazione delle BSS. Di conseguenza ci si aspetta che la separazione tra le due curve, quantificata dall'area da esse delimitata, risulti essere un buon indicatore di evoluzione dinamica.

È possibile quindi definire un parametro, che viene chiamato area positiva (A_+), pari alla differenza delle aree sottese dalle curve di distribuzione radiale cumulativa delle BSS e della popolazione di riferimento, costruite rispetto al logaritmo della distanza dal centro:

$$A_+ = \int_0^r [\phi_{BSS}(r) - \phi_{rif}(r)] dr \quad (4.4)$$

Nell'equazione 4.4 $\phi_{BSS}(r)$ e $\phi_{rif}(r)$ sono, rispettivamente, la distribuzione cumulativa delle BSS e della popolazione di riferimento.

Tabella 4.6: Sintesi dei risultati ottenuti in questa sezione.

ID	N_{BSS}	N_{SGB}	P(BSS-SGB)	A_+
NGC 2808	194	12675	4.28×10^{-6}	0.13
M 80	86	3815	2.64×10^{-12}	0.37
NGC 6541	72	2377	1.10×10^{-4}	0.19
M 15	98	3382	2.45×10^{-6}	0.32

Ci si aspetta che ammassi non dinamicamente evoluti (come ω Cen) abbiano $A_+ \sim 0$, data la sovrapposizione delle due curve, che quindi sottendono aree circa uguali. All'aumentare dello stato di evoluzione dinamica, le due curve vanno progressivamente a separarsi e l'area positiva aumenterà di conseguenza. La costruzione di tale parametro in funzione della distanza logaritmica dal centro ha come scopo aumentare la sensibilità del parametro alle zone più centrali degli ammassi.

Il valore di area positiva, calcolato nei quattro casi analizzati, è riportato in figura 4.6. In tabella 4.6 sono riportati, in sintesi, i valori salienti presentati in questo capitolo: il numero di BSS e di stelle di SGB, la probabilità, calcolata tramite il test di KS, che le due distribuzioni siano estratte dalla stessa popolazione parente, e il valore dell'area positiva.

Mentre il campione analizzato in questa Tesi non permette di indagare eventuali correlazioni tra A_+ e le proprietà degli ammassi, il lavoro presentato rappresenta un prototipo di studio che verrà omogeneamente esteso ai 57 ammassi globulari osservati dalla UV Legacy Survey. Inoltre, è possibile ottenere una classificazione relativa di età dinamica in base ai valori di A_+ ottenuti. In particolare, NGC 2808 risulta essere l'ammasso dinamicamente più giovane ($A_+ = 0.13$). NGC 6541 ($A_+ = 0.19$) è il secondo ammasso in ordine di età dinamica crescente. I due GC con età dinamica più elevata sono M 15 e M 80, con, rispettivamente, $A_+ = 0.32$ e $A_+ = 0.37$.

Capitolo 5

Distribuzione radiale delle popolazioni multiple

In questo capitolo vengono presentati i risultati riguardanti la selezione e la distribuzione radiale delle popolazioni multiple. In particolare, nella sezione 5.1 si descrivono le possibili configurazioni delle distribuzioni radiali delle popolazioni multiple; nella sezione 5.2 si descrive la selezione delle popolazioni lungo l'RGB e si discutono i risultati riguardanti le distribuzioni radiali.

5.1 Evoluzione dinamica delle popolazioni multiple

Il fenomeno delle popolazioni multiple, come esposto alla sezione 1.4, si presenta in modo vario e complesso. Infatti, dall'analisi visiva dei CMD in figura 4.3, emerge che, a livello dell'RGB dei quattro ammassi considerati in questa Tesi, è possibile distinguere da un minimo di due popolazioni, come nel caso di NGC 6541, fino ad almeno cinque, come in NGC 2808.

La formazione delle popolazioni multiple e dei GC in generale non è ancora ben compresa e gli scenari disponibili al momento (sezione 1.4) riproducono solo alcuni osservabili. In questo contesto, informazioni utili possono essere derivate dalle distribuzioni radiali. Almeno tre dei modelli di formazione di popolazioni multiple (stelle di AGB, stelle massicce super-ruotanti, stelle supermassicce) prevedono che le stelle di seconda generazione (2G) si formino a partire da materiale espulso da stelle massicce, che si raffredda e si concentra nelle regioni centrali, dove avviene la formazione stellare. Ci si aspetta quindi che la seconda generazione di stelle sia inizialmente più concentrata della prima (1G).

Nonostante l'azione dell'evoluzione dinamica, la quale, a partire dalle prime fasi di formazione, tende a rimescolare le due popolazioni, in generale ci si aspetta che la distribuzione radiale presente conservi delle informazioni riguardanti le condizioni iniziali. Infatti, nella maggior parte dei casi studiati fino a questo momento, si evidenzia che la 2G è più centralmente concentrata della 1G (un elenco parziale è rappresentato dai lavori di Bellini et al. 2009; Carretta et al. 2010; Kravtsov et al. 2011; Lardo et al. 2011; Beccari et al. 2013). In figura 5.1 sono riportate, a scopo di esempio, le distribuzioni radiali delle popolazioni multiple in nove ammassi

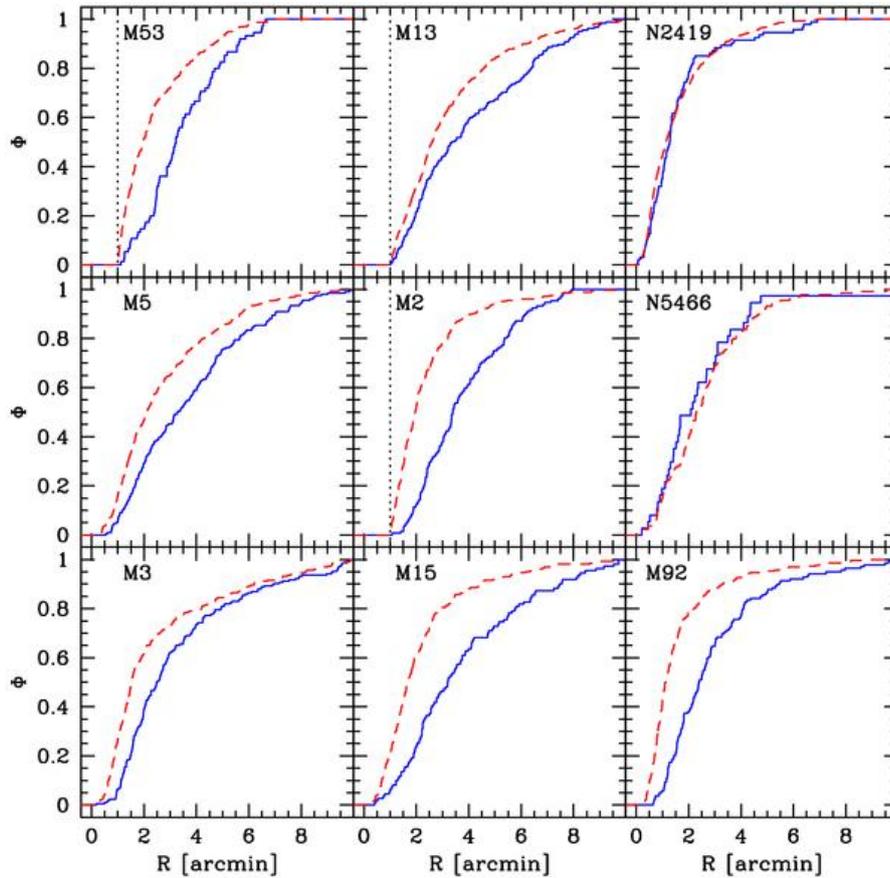


Figura 5.1: Distribuzione radiale delle popolazioni multiple in nove GC. In blu la prima generazione di stelle, in rosso la seconda. Grafico da Lardo et al. (2011).

globulari (Lardo et al. 2011). In blu è riportata la prima generazione di stelle, in rosso la seconda.

Tuttavia, simulazioni a N corpi (Vesperini et al. 2013) hanno mostrato che, partendo da una configurazione in cui le stelle di 2G sono inizialmente più concentrate, la distribuzione radiale del rapporto tra 2G e 1G progressivamente tende a diventare piatta, man mano che l'evoluzione dinamica procede (come si osserva in figura 5.2). In particolare, le simulazioni mostrano che in GC con età $\gtrsim 10 - 15 t_{rh}$ e che abbiano perso una significativa frazione di massa per effetto del rilassamento a due corpi e dell'interazione con il potenziale galattico, la prima e seconda popolazione possono essere totalmente mescolate spazialmente.

Infatti, Dalessandro et al. (2014) hanno trovato che nel GC di piccola massa ($\sim 10^4 M_{\odot}$) NGC 6362 le due generazioni sono totalmente mescolate su tutta l'estensione dell'ammasso, come si osserva in figura 5.3. Simili risultati sono stati trovati successivamente in NGC 6121 e NGC 6752 (Nardiello et al. 2015).

M 15 rappresenta un'eccezione rispetto alle due configurazioni appena presentate. Infatti, in questo ammasso, Larsen et al. (2015) hanno osservato che la 1G è più centralmente concentrata rispetto alla 2G. Utilizzando immagini HST e una combinazione di filtri che coinvolge il fitro stretto F343N, gli autori individuano tre sottopopolazioni in M 15, suddivise in: A) popolazione con abbondanze primordiali; B) popolazione con arricchimento intermedio; C) popolazione notevolmente

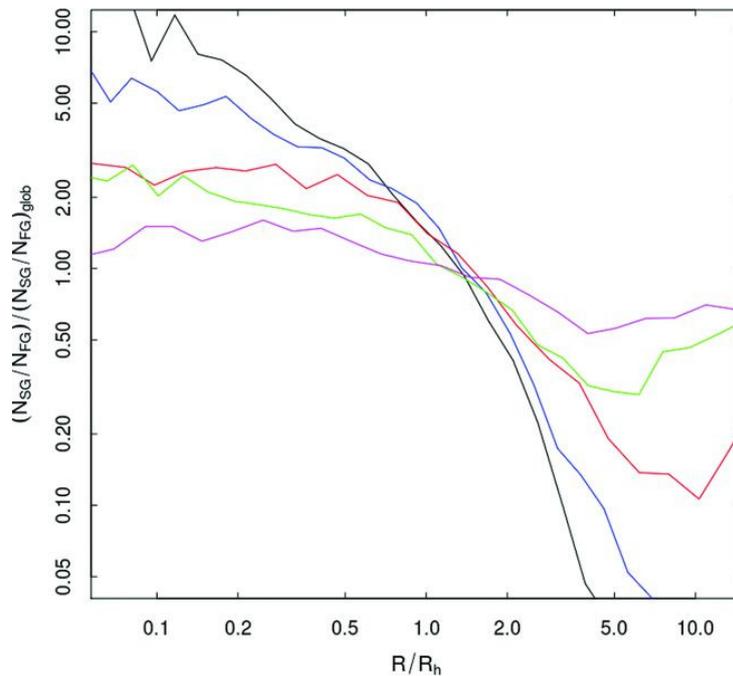


Figura 5.2: Evoluzione del profilo radiale del rapporto N_{SG}/N_{FG} . Colori diversi rappresentano differenti fasi evolutive, in particolare: $t/t_{rh}(0) = 0.2$ in nero, $t/t_{rh}(0) = 1$ in blu, $t/t_{rh}(0) = 5$ in rosso, $t/t_{rh}(0) = 15$ in verde, $t/t_{rh}(0) = 45$ in magenta. Grafico da Vesperini et al. (2013).

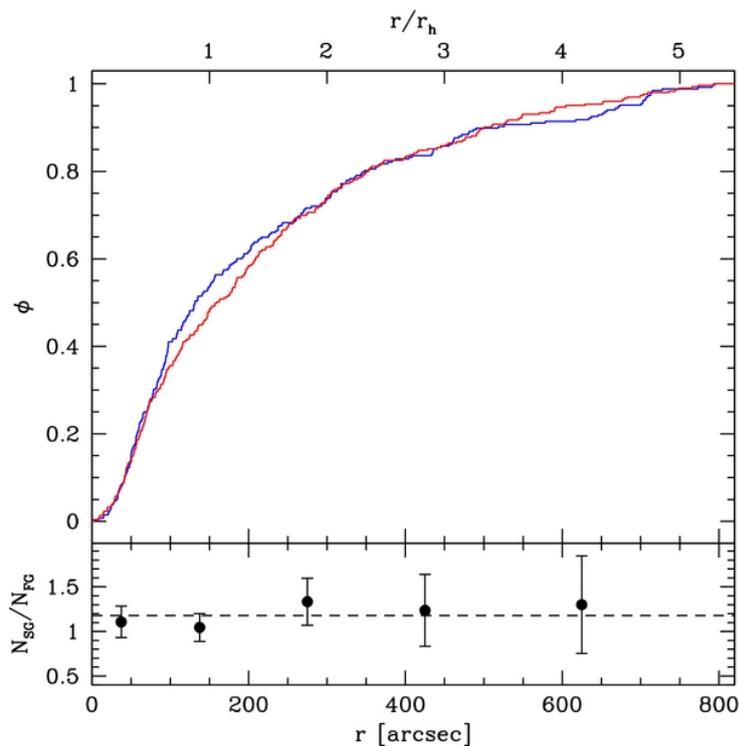


Figura 5.3: Distribuzione radiale delle popolazioni multiple in NGC 6362, in cui si evidenzia il totale mescolamento delle due distribuzioni radiali. In rosso la seconda generazione di stelle, in blu la prima. Grafico da Dalessandro et al. (2014).

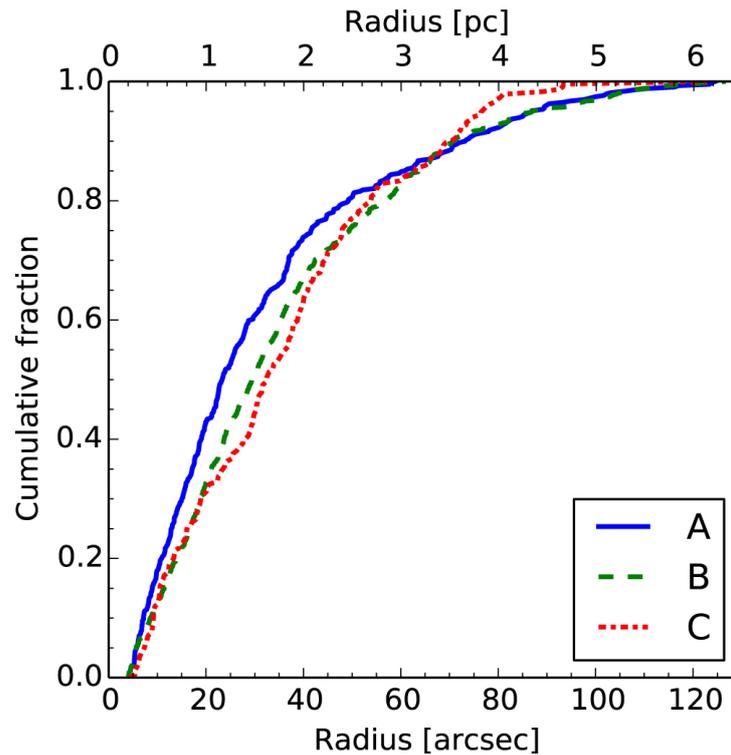


Figura 5.4: Distribuzione radiale delle popolazioni multiple nel lavoro di Larsen et al. (2015). La popolazione con abbondanze primordiali (A) risulta più centralmente concentrata delle popolazioni arricchite (B e C).

arricchita. Come riportato in figura 5.4 (proveniente dal lavoro citato), la popolazione A, corrispondente alla prima generazione, risulta essere più centralmente concentrata delle popolazioni B e C, corrispondenti alla seconda popolazione, che invece mostrano andamenti simili tra loro. Una configurazione in cui la 1G è più centralmente concentrata della 2G non è spiegabile in nessuno scenario esistente.

5.2 Distribuzione radiale

Siccome gli ammassi studiati in questo lavoro sono tutti in stadi piuttosto avanzati di evoluzione dinamica, e il dataset utilizzato offre naturalmente la possibilità di separare le popolazioni, è particolarmente interessante andare a determinare la distribuzione radiale delle popolazioni multiple proprio in questi quattro casi, dato che potrebbero mostrare andamenti simili a NGC 6362, più probabilmente di ammassi dinamicamente “giovani”, visto quanto sostenuto in Vesperini et al. (2013).

5.2.1 Selezione delle popolazioni

Per un confronto diretto tra gli ammassi studiati e per semplicità, l’RGB è stato considerato, in tutti i casi, composto solo da due sottopopolazioni, selezionate nel modo descritto in seguito.

La separazione tra le due popolazioni è stata effettuata tracciando una linea media lungo l'RGB. Rispetto a questa linea è stata calcolata la distanza di ciascuna stella precedentemente selezionata come RGB (si veda la sezione 4.2.3). In seguito, è stato ottenuto l'istogramma della distribuzione delle distanze, come mostrato in figura 5.5. La popolazione evidenziata in blu è costituita da stelle con distanza minore di 0 rispetto alla linea media, in rosso da stelle con distanza maggiore di 0. Dal momento che la selezione è stata effettuata nel diagramma (F_{275W} , $F_{275W}-F_{336W}$), la popolazione evidenziata in rosso è la prima generazione di stelle (povera di metalli leggeri), mentre quella evidenziata in blu è la seconda, arricchita di elementi leggeri.

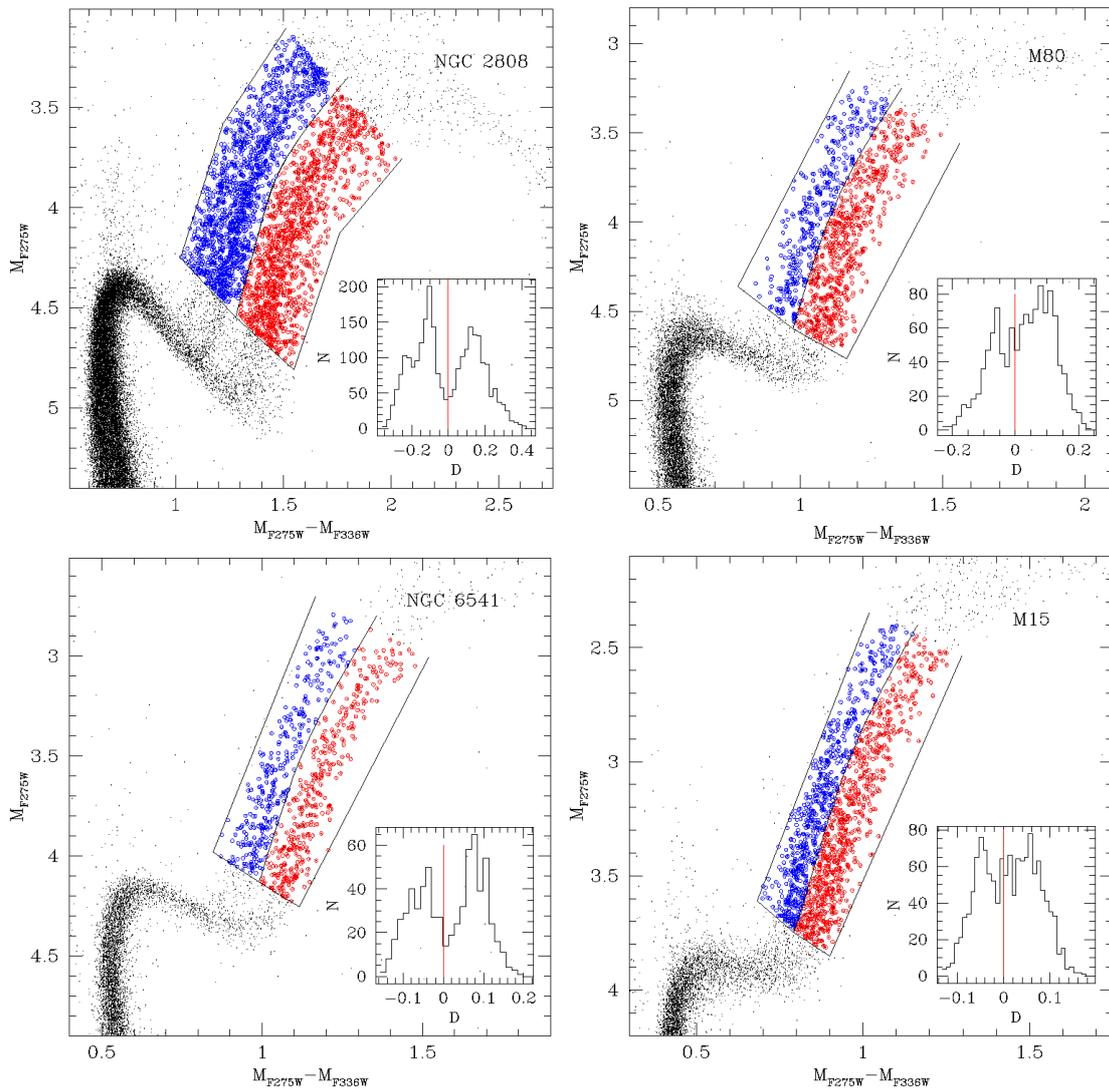


Figura 5.5: Particolare dei CMD dei quattro ammassi. È evidenziata la suddivisione in due popolazioni dell'RGB. Gli istogrammi rappresentano la distribuzione in colore delle stelle di RGB.

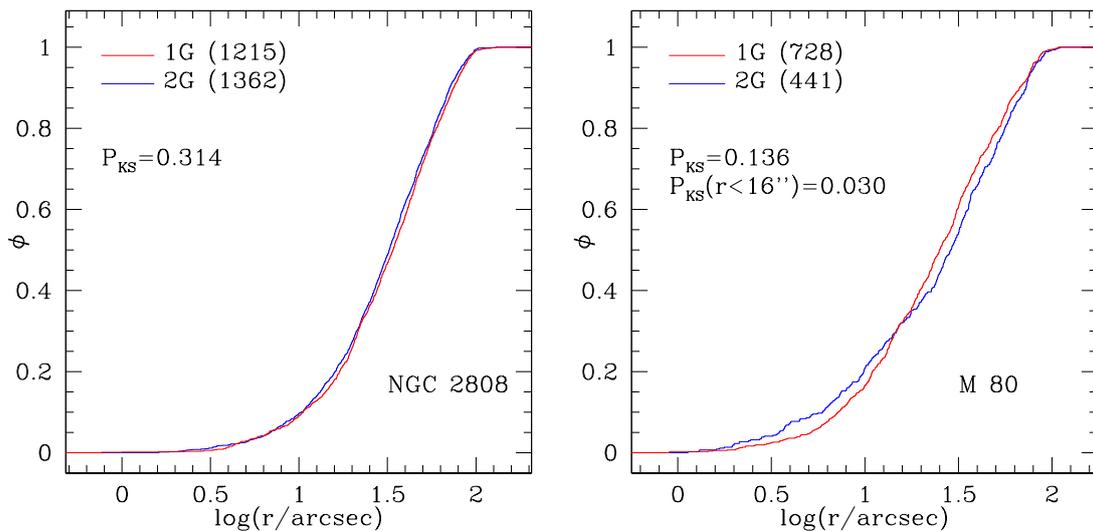


Figura 5.6: Distribuzione radiale delle due popolazioni selezionate in NGC 2808 (pannello di sinistra) e in M 80 (pannello di destra). In rosso le stelle di prima generazione (1G), in blu le stelle di seconda generazione (2G). Il valore di probabilità che le due distribuzioni siano estratte dalla stessa popolazione parente è riportato come P_{KS} .

5.2.2 Risultati

Vengono di seguito presentati i risultati delle distribuzioni radiali delle due popolazioni di RGB, selezionati come descritto alla sezione 5.2.1.

Come mostrato nelle figure 5.6 e 5.7, in tre dei quattro ammassi analizzati (NGC 2808, M 80 e NGC 6541) non si evidenziano differenze significative tra le due popolazioni. M 15 è l'unico caso in cui la separazione tra le distribuzioni cumulative delle due popolazioni è significativa (si veda la figura 5.7, pannello di destra).

In particolare, per quanto riguarda NGC 2808, come riportato in figura 5.6 (pannello di sinistra), le due popolazioni selezionate hanno circa lo stesso numero di componenti, con una lieve predominanza delle stelle di seconda generazione (le 2G sono il 52.9% delle stelle selezionate in RGB). Il test di KS sulle due distribuzioni restituisce un risultato pari a 0.314, che suggerisce che non esista una differenza significativa tra le distribuzioni radiali delle due popolazioni.

Nel caso di M 80 (figura 5.6, pannello di destra), le stelle di prima generazione sono il 62.3% del campione di RGB, perciò superano in numero quelle di seconda generazione, che rappresentano il 37.7%. Si nota un andamento peculiare: fino a $\sim 16''$ la seconda generazione risulta più concentrata della prima, mentre oltre questa distanza dal centro l'andamento sembra invertirsi. Statisticamente, considerando soltanto i primi $16''$, la separazione tra le due popolazioni è significativa ($P_{KS} = 0.03$), mostrando che nelle zone più centrali di M 80 le stelle di seconda generazione sono ancora maggiormente concentrate rispetto a quelle della prima generazione. Se si considera la completa estensione campionata dell'ammasso, tuttavia, la differenza tra le due distribuzioni non risulta significativa ($P_{KS} = 0.136$).

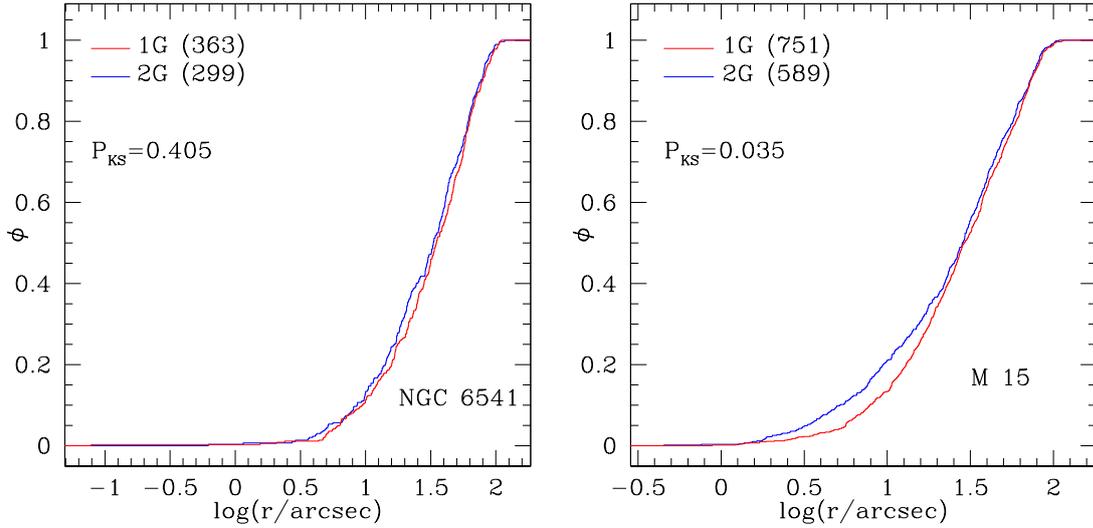


Figura 5.7: Stessi grafici di figura 5.6, nel caso di NGC 6541 (pannello di sinistra) e M 15 (pannello di destra).

Per quanto riguarda NGC 6541 (figura 5.7, pannello di sinistra), la situazione è analoga a quella di NGC 2808: i due campioni contano quasi lo stesso numero di stelle, con una lieve predominanza, in questo caso, delle stelle di prima generazione: rispettivamente, 1G e 2G costituiscono il 54.8% e il 45.2% delle stelle di RGB. Inoltre, le due popolazioni non risultano separate in modo statisticamente significativo ($P_{KS} = 0.405$).

Nel caso di M 15 (figura 5.7, pannello di destra), si ha una leggera predominanza, in numero, di stelle di prima generazione (le 1G rappresentano il 56.0% delle stelle selezionate in RGB, mentre le 2G sono il 44%). Si tratta dell'unico caso, nel campione esaminato, in cui si ha evidenza di una segregazione radiale di stelle di 2G nelle regioni più centrali dell'ammasso ($r \lesssim 20''$). Anche il test di KS conferma che le due distribuzioni sono significativamente separate ($P_{KS} = 0.035$), mostrando una maggiore concentrazione della seconda generazione di stelle rispetto alla prima. Questo risultato è in disaccordo con quanto presentato in Larsen et al. (2015). Non è facile comprendere la causa che determina questa differenza con i risultati presentati nel lavoro citato. Un accurato confronto tra i due dataset è certamente richiesto per poter chiarire questo aspetto.

Capitolo 6

Conclusioni

In questo lavoro è stato presentato lo studio fotometrico di quattro ammassi globulari galattici densi e concentrati, allo scopo di valutarne lo stato di evoluzione dinamica e caratterizzare le proprietà delle popolazioni multiple al loro interno.

Sono stati utilizzati dati raccolti tramite la camera WFC3 del telescopio spaziale Hubble, ottenuti nell'ambito della HST UV Legacy Survey degli ammassi globulari galattici. La survey comprende le immagini di 57 ammassi globulari galattici, ottenute in tre filtri ultravioletti e blu (F275W, F336W, F438W). Tale combinazione di filtri è ideale sia per lo studio delle popolazioni multiple, grazie all'inclusione di bande fotometriche che massimizzano la sensibilità alle caratteristiche spettrali delle sottopopolazioni, sia per lo studio delle popolazioni calde, il cui picco di emissione cade nell'ultravioletto.

Gli ammassi globulari sono gli unici sistemi che, in un tempo inferiore al tempo di Hubble, sperimentano tutti i processi dinamici conosciuti. Essi rappresentano perciò il laboratorio ideale per lo studio dell'evoluzione dinamica. L'evoluzione dinamica dei GC, successiva ai primi istanti di formazione, è guidata dalle interazioni a due corpi, che modificano progressivamente l'energia delle particelle del sistema, segregando le stelle più massicce nelle zone centrali e causando lo spostamento delle stelle leggere nelle zone esterne.

La prima parte di questa Tesi è stata dedicata allo studio e derivazione dell'età dinamica dei quattro ammassi globulari selezionati. A questo scopo, è stata analizzata la distribuzione radiale delle *Blue Straggler Stars* (BSS). Per la loro massa, 2 – 3 volte superiore alla media delle stelle negli ammassi globulari ($0.5M_{\odot}$), le BSS sono le particelle di test ideali per studiare l'evoluzione dinamica. È stato dimostrato (Ferraro et al. [2012](#)) che la distribuzione radiale delle BSS è un efficiente indicatore dello stato di evoluzione dinamica.

Il confronto della distribuzione radiale delle BSS rispetto a una popolazione di riferimento, individuata nelle stelle di SGB, ha permesso di evidenziare chiaramente che tutti i quattro casi analizzati si trovano in stadi di evoluzione dinamica avanzata, come suggerito dall'alta densità che li caratterizza, la quale generalmente implica un tempo di rilassamento piuttosto basso. Infatti, tutti gli ammassi presentano una separazione significativa tra le distribuzioni delle due popolazioni di stelle, particolarmente accentuata nei casi di M 80 ed M 15, come evidenziato dai risultati del test di Kolmogorov-Smirnov effettuato.

Per quantificare le differenze tra gli ammassi analizzati, è stato usato un parametro di recente definizione, l'area positiva (A_+), ovvero l'area compresa tra le curve di distribuzione radiale relative alle BSS e al riferimento, utile a quantificare la separazione tra le due curve e definito in una scala radiale logaritmica in modo tale da massimizzare la sensibilità alle zone centrali dell'ammasso. Il valore dell'area positiva sembra essere direttamente proporzionale al grado di evoluzione dinamica, al procedere della quale le due curve si separano progressivamente. In base a questa definizione, M 80 risulta essere il sistema dinamicamente più evoluto, mentre NGC 2808 il sistema più giovane.

La seconda parte di questa Tesi si concentra sullo studio delle proprietà delle popolazioni multiple, ovvero sottopopolazioni con differenti abbondanze chimiche di elementi leggeri, la cui presenza è stata recentemente osservata negli ammassi globulari. Tale scoperta ha messo in discussione molti aspetti della formazione e dei primi momenti di evoluzione degli ammassi globulari e, al momento, nessuno scenario proposto per spiegare la presenza di popolazioni multiple riproduce in modo soddisfacente i dati osservativi.

Importanti informazioni riguardo la formazione delle popolazioni multiple possono essere derivate dall'analisi delle loro distribuzioni radiali. Infatti, la maggior parte degli scenari di formazione delle popolazioni multiple finora proposti (Renzini et al. 2015), prevede che la seconda popolazione si formi preferibilmente nelle zone centrali dell'ammasso e che la scomparsa di questa caratteristica avvenga in fasi avanzate di evoluzione dinamica del sistema (Vesperini et al. 2013).

Nei quattro casi analizzati, è stata studiata la disposizione relativa delle popolazioni multiple in essi presenti, effettuando una suddivisione in due sottopopolazioni, relative alla prima generazione (1G, povera di elementi leggeri) e alla seconda (2G, ricca di elementi leggeri). Soprattutto nel caso di NGC 2808, tale suddivisione costituisce una semplificazione, visto il maggior numero reale di popolazioni presenti; tuttavia, in prima approssimazione, con questo metodo è possibile separare le principali componenti dell'ammasso e confrontare coerentemente i quattro casi tra loro.

In base a quest'analisi, M 15 ha mostrato di contenere una seconda generazione di stelle più centralmente segregata della prima, in contrasto con quanto riportato in letteratura (Larsen et al. 2015) e suggerendo, perciò, che in questo ammasso la disposizione delle popolazioni ricalchi ancora oggi la configurazione originale. Negli altri casi, non si evidenzia significativa separazione delle due sequenze. Soltanto nel caso di M 80, entro una distanza di $16''$ dal centro, è presente una maggiore concentrazione delle stelle di seconda generazione rispetto alla prima, che tuttavia non si mantiene lungo tutta l'estensione campionata dell'ammasso.

6.1 Sviluppi futuri

Il lavoro presentato in questa tesi costituisce un banco di prova per vari sviluppi futuri possibili:

- Data l'ottima qualità di cataloghi ottenuti a partire da dati ultravioletti, è possibile estendere lo studio delle distribuzioni radiali delle BSS a tutti i

57 ammassi osservati nell'ambito della *HST UV Legacy Survey*. Una simile estensione permetterà di ottenere un quadro completo dello stadio di evoluzione dinamica di circa un terzo degli ammassi globulari galattici conosciuti, comprendendo un intervallo più ampio, rispetto a questo lavoro, di parametri strutturali e dinamici. Inoltre, valutando il valore dell'area positiva in tutti gli ammassi osservati tramite la survey, sarà possibile valutare l'efficacia di tale parametro nel quantificare l'evoluzione dinamica e la presenza di correlazioni con altri parametri degli ammassi globulari, validandone l'efficienza dal punto di vista osservativo.

- Dal punto di vista delle popolazioni multiple, una completa caratterizzazione della loro presenza e disposizione all'interno di tutti gli ammassi presenti nel campione osservato dalla survey è necessaria per aumentare la nostra conoscenza di questo interessante fenomeno. Un quadro completo di come si realizzano le popolazioni multiple oggi negli ammassi globulari permette di valutare quale sia l'origine della notevole variabilità che si verifica tra un caso e l'altro e se questa abbia legami con la struttura o la dinamica attuale degli ammassi stessi. Inoltre, il confronto con modelli numerici permette di valutare l'affidabilità degli scenari di formazione proposti e la prevista evoluzione dinamica delle differenti generazioni di stelle, conseguente alla loro formazione.

Bibliografia

- Anderson, J. et al. (2008). “The Acs Survey of Globular Clusters. V. Generating a Comprehensive Star Catalog for each Cluster”. *AJ* 135, pp. 2055–2073.
- Bastian, N. et al. (2013). “Early disc accretion as the origin of abundance anomalies in globular clusters”. *MNRAS* 436, pp. 2398–2411.
- Beccari, G. et al. (2013). “Evidence for multiple populations in the massive globular cluster NGC 2419 from deep uVI LBT photometry”. *MNRAS* 431, pp. 1995–2005.
- Bedin, L. R. et al. (2004). “ ω Centauri: The Population Puzzle Goes Deeper”. *ApJL* 605, pp. L125–L128.
- Bellini, A. & L. R. Bedin (2009). “Astrometry and Photometry with HST WFC3. I. Geometric Distortion Corrections of F225W, F275W, F336W Bands of the UVIS Channel”. *PASP* 121, pp. 1419–1428.
- Bellini, A. et al. (2009). “Radial distribution of the multiple stellar populations in ω Centauri”. *A&A* 507, pp. 1393–1408.
- Benz, W. & J. G. Hills (1987). “Three-dimensional hydrodynamical simulations of stellar collisions. I - Equal-mass main-sequence stars”. *ApJ* 323, pp. 614–628.
- Bragaglia, A. et al. (2010). “X-shooter Observations of Main-sequence Stars in the Globular Cluster NGC 2808: First Chemical Tagging of a He-normal and a He-rich Dwarf”. *ApJL* 720, pp. L41–L45.
- Cardelli, J. A., G. C. Clayton & J. S. Mathis (1989). “The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction”. *ApJ* 345, pp. 245–256.
- Carretta, E. (2015). “Five Groups of Red Giants with Distinct Chemical Composition in the Globular Cluster NGC 2808”. *ApJ* 810, 148, p. 148.
- Carretta, E. et al. (2009a). “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, pp. 117–138.
- Carretta, E. et al. (2009b). “Na-O anticorrelation and HB. VIII. Proton-capture elements and metallicities in 17 globular clusters from UVES spectra”. *A&A* 505, pp. 139–155.
- Carretta, E. et al. (2010). “The radial distribution of stars of different stellar generations in the globular cluster NGC 3201”. *A&A* 519, A71, A71.
- Carretta, E. et al. (2015). “The normal chemistry of multiple stellar populations in the dense globular cluster NGC 6093 (M 80)”. *A&A* 578, A116, A116.
- Cummings, J. D. et al. (2014). “Uncovering Multiple Populations with Washington Photometry. I. The Globular Cluster NGC 1851”. *AJ* 148, 27, p. 27.
- Dalessandro, E. et al. (2011). “The peculiar horizontal branch of NGC 2808”. *MNRAS* 410, pp. 694–704.

- Dalessandro, E. et al. (2013). “Double Blue Straggler Sequences in Globular Clusters: The Case of NGC 362”. *ApJ* 778, 135, p. 135.
- Dalessandro, E. et al. (2014). “First Evidence of Fully Spatially Mixed First and Second Generations in Globular Clusters: The Case of NGC 6362”. *ApJL* 791, L4, p. L4.
- Davies, M. B. (2015). “Formation Channels for Blue Straggler Stars”. *Ecology of Blue Straggler Stars*. A cura di H. M. J. Boffin, G. Carraro & G. Beccari, p. 203.
- de Mink, S. E. et al. (2009). “Massive binaries as the source of abundance anomalies in globular clusters”. *A&A* 507, pp. L1–L4.
- Denissenkov, P. A. & F. D. A. Hartwick (2014). “Supermassive stars as a source of abundance anomalies of proton-capture elements in globular clusters”. *MNRAS* 437, pp. L21–L25.
- Denissenkov, P. A. et al. (2015). “The primordial and evolutionary abundance variations in globular-cluster stars: a problem with two unknowns”. *MNRAS* 448, pp. 3314–3324.
- D’Ercole, A. et al. (2010). “Abundance patterns of multiple populations in globular clusters: a chemical evolution model based on yields from AGB ejecta”. *MNRAS* 407, pp. 854–869.
- Deustua, S. (2016). “*WFC3 Data Handbook, Version 4.0*”. Baltimore: STScI.
- Dotter, A. et al. (2010). “The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. IX. Horizontal Branch Morphology and the Second Parameter Phenomenon”. *ApJ* 708, pp. 698–716.
- Dressel, L. (2016). “*Wide Field Camera 3 Instrument Handbook, Version 8.0*”. Baltimore: STScI.
- Ferraro, F. R. et al. (1993). “Blue Stragglers in the Galactic globular clusters M3: Evidence for two populations”. *AJ* 106, pp. 2324–2334.
- Ferraro, F. R. et al. (1999). “Blue Straggler Stars: The Spectacular Population in M80”. *ApJ* 522, pp. 983–990.
- Ferraro, F. R. et al. (2006). “Discovery of Carbon/Oxygen-depleted Blue Straggler Stars in 47 Tucanae: The Chemical Signature of a Mass Transfer Formation Process”. *ApJL* 647, pp. L53–L56.
- Ferraro, F. R. et al. (2009a). “The cluster Terzan 5 as a remnant of a primordial building block of the Galactic bulge”. *Nature* 462, pp. 483–486.
- Ferraro, F. R. et al. (2009b). “Two distinct sequences of blue straggler stars in the globular cluster M 30”. *Nature* 462, pp. 1028–1031.
- Ferraro, F. R. et al. (2012). “Dynamical age differences among coeval star clusters as revealed by blue stragglers”. *Nature* 492, pp. 393–395.
- Ferraro, F. R. et al. (2015). “Blue Straggler Stars in Globular Clusters: A Powerful Tool to Probe the Internal Dynamical Evolution of Stellar Systems”. *Ecology of Blue Straggler Stars*. A cura di H. M. J. Boffin, G. Carraro & G. Beccari, p. 99.
- Fiorentino, G. et al. (2014). “Blue Straggler Masses from Pulsation Properties. I. The Case of NGC 6541”. *ApJ* 783, 34, p. 34.
- Geller, A. M. et al. (2009). “WIYN Open Cluster Study. XXXVI. Spectroscopic Binary Orbits in NGC 188”. *AJ* 137, pp. 3743–3760.
- Harris, W. E. (1996). “A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way”. *AJ* 112, p. 1487.

- Hills, J. G. & C. A. Day (1976). “Stellar Collisions in Globular Clusters”. *ApJL* 17, p. 87.
- King, I. R. (1966). “The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models”. *AJ* 71, p. 64.
- Krause, M. et al. (2013). “Superbubble dynamics in globular cluster infancy. II. Consequences for secondary star formation in the context of self-enrichment via fast-rotating massive stars”. *A&A* 552, A121, A121.
- Kravtsov, V. et al. (2011). “Strong radial segregation between sub-populations of evolutionary homogeneous stars in the Galactic globular cluster NGC 6752”. *A&A* 527, L9, p. L9.
- Lardo, C. et al. (2011). “Mining SDSS in search of multiple populations in globular clusters”. *A&A* 525, A114, A114.
- Larsen, S. S. et al. (2015). “Radial Distributions of Sub-Populations in the Globular Cluster M15: A More Centrally Concentrated Primordial Population”. *ApJ* 804, 71, p. 71.
- Lee, Y. W. et al. (1999). “Multiple stellar populations in the globular cluster ω Centauri as tracers of a merger event”. *Nature* 402, pp. 55–57.
- Leonard, P. J. T. & M. Livio (1995). “The Rotational Rates of Blue Stragglers Produced by Physical Stellar Collisions”. *ApJL* 447, p. L121.
- Lombardi J. C., Jr., F. A. Rasio & S. L. Shapiro (1995). “On blue straggler formation by direct collisions of main sequence stars”. *ApJL* 445, pp. L117–L120.
- Lovisi, L. et al. (2010). “Fast Rotating Blue Stragglers in the Globular Cluster M4”. *ApJL* 719, pp. L121–L125.
- Lovisi, L. et al. (2012). “Chemical and Kinematical Properties of Blue Straggler Stars and Horizontal Branch Stars in NGC 6397”. *ApJ* 754, 91, p. 91.
- Mapelli, M. et al. (2004). “The Contribution of Primordial Binaries to the Blue Straggler Population in 47 Tucanae”. *ApJL* 605, pp. L29–L32.
- Mapelli, M. et al. (2006). “The radial distribution of blue straggler stars and the nature of their progenitors”. *MNRAS* 373, pp. 361–368.
- Marín-Franch, A. et al. (2009). “The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. VII. Relative Ages”. *ApJ* 694, pp. 1498–1516.
- McCrea, W. H. (1964). “Extended main-sequence of some stellar clusters”. *MNRAS* 128, p. 147.
- McLaughlin, D. E. & R. P. van der Marel (2005). “Resolved Massive Star Clusters in the Milky Way and Its Satellites: Brightness Profiles and a Catalog of Fundamental Parameters”. *ApJS* 161, pp. 304–360.
- McMillan, S. L. W. (2015). “Dynamical Processes in Globular Clusters”. *Ecology of Blue Straggler Stars*. A cura di H. M. J. Boffin, G. Carraro & G. Beccari, p. 225.
- Milone, A. P. et al. (2010). “Multiple Stellar Populations in the Galactic Globular Cluster NGC 6752”. *ApJ* 709, pp. 1183–1194.
- Milone, A. P. et al. (2015). “The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters. III. A Quintuple Stellar Population in NGC 2808”. *ApJ* 808, 51, p. 51.
- Montegriffo, P. et al. (1995). “IR-array photometry of Galactic globular clusters - II. JK photometry of 47 TUC”. *MNRAS* 276, pp. 739–752.

- Nardiello, D. et al. (2015). “Observing multiple stellar populations with VLT/FORS2. Main sequence photometry in outer regions of NGC 6752, NGC 6397, and NGC 6121 (M 4)”. *A&A* 573, A70, A70.
- Norris, J. E. & G. S. Da Costa (1995). “The Giant Branch of omega Centauri. IV. Abundance Patterns Based on Echelle Spectra of 40 Red Giants”. *ApJ* 447, p. 680.
- Noyola, E. & K. Gebhardt (2006). “Surface Brightness Profiles of Galactic Globular Clusters from Hubble Space Telescope Images”. *AJ* 132, pp. 447–466.
- O’Donnell, J. E. (1994). “ R_{nu} -dependent optical and near-ultraviolet extinction”. *ApJ* 422, pp. 158–163.
- Pancino, E. et al. (2000). “New Evidence for the Complex Structure of the Red Giant Branch in ω Centauri”. *ApJL* 534, pp. L83–L87.
- Pasquini, L. et al. (2011). “Measuring helium abundance difference in giants of NGC 2808”. *A&A* 531, A35, A35.
- Piotto, G. et al. (2007). “A Triple Main Sequence in the Globular Cluster NGC 2808”. *ApJL* 661, pp. L53–L56.
- 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, p. 91.
- Renzini, A. & A. Buzzoni (1986). “Global Properties of Stellar Populations and the Spectral Evolution of Galaxies”. *Spectral Evolution of Galaxies: Proceedings of the Fourth Workshop of the Advanced School of Astronomy of the “Ettore Majorana” Centre for Scientific Culture, Erice, Italy, March 12–22, 1985*. A cura di C. Chiosi & A. Renzini. Dordrecht: Springer Netherlands, pp. 195–235.
- Renzini, A. & F. Fusi Pecci (1988). “Tests of evolutionary sequences using color-magnitude diagrams of globular clusters”. *ARA&A* 26, pp. 199–244.
- Renzini, A. et al. (2015). “The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters - V. Constraints on formation scenarios”. *MNRAS* 454, pp. 4197–4207.
- Rosenberg, A. et al. (1999). “Galactic Globular Cluster Relative Ages”. *AJ* 118, pp. 2306–2320.
- Salaris, M. & S. Cassisi (2005). *Evolution of Stars and Stellar Populations*, p. 400.
- Sandage, A. R. (1953). “The color-magnitude diagram for the globular cluster M 3.” *AJ* 58, pp. 61–75.
- Sarajedini, A. et al. (2007). “The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. I. Overview and Clusters without Previous Hubble Space Telescope Photometry”. *AJ* 133, pp. 1658–1672.
- Sarna, M. J. & J.-P. De Greve (1996). “Chemical Evolution of Algols”. *QJRAS* 37, p. 11.
- Shapley, H. & H. B. Sawyer (1927). “A Classification of Globular Clusters”. *Harvard College Observatory Bulletin* 849, pp. 11–14.
- Shara, M. M., R. A. Saffer & M. Livio (1997). “The First Direct Measurement of the Mass of a Blue Straggler in the Core of a Globular Cluster: BSS 19 in 47 Tucanae”. *ApJL* 489, pp. L59–L62.
- Sills, A., T. Adams & M. B. Davies (2005). “Blue stragglers as stellar collision products: the angular momentum question”. *MNRAS* 358, pp. 716–725.

- Stetson, P. B. (1994). “The center of the core-cusp globular cluster M15: CFHT and HST Observations, ALLFRAME reductions”. *PASP* 106, pp. 250–280.
- Stetson, P. B. (1987). “DAOPHOT - A computer program for crowded-field stellar photometry”. *PASP* 99, pp. 191–222.
- VandenBerg, D. A. et al. (2013). “The Ages of 55 Globular Clusters as Determined Using an Improved ΔV_{TO}^{HB} Method along with Color-Magnitude Diagram Constraints, and Their Implications for Broader Issues”. *ApJ* 775, 134, p. 134.
- Vesperini, E. et al. (2013). “Dynamical evolution and spatial mixing of multiple population globular clusters”. *MNRAS* 429, pp. 1913–1921.
- Vilhu, O. (1982). “Detached to contact scenario for the origin of W UMa stars”. *A&A* 109, pp. 17–22.