

SCUOLA DI SCIENZE

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

**Analisi multi-diagnostica dello stato di evoluzione  
dinamica dell'ammasso globulare M15**

Tesi di Laurea Magistrale

Candidato:  
**Daniele Lattanzio**

Relatore:  
**Chiar.ma  
Prof.ssa Barbara Lanzoni**

Correlatori:  
**Dott. Emanuele Dalessandro  
Dott. Mario Cadelano**



# Indice

<b>Introduzione</b>	<b>1</b>
<b>1 Gli ammassi globulari</b>	<b>3</b>
1.1 Caratteristiche generali . . . . .	3
1.2 Ammassi globulari e teoria dell'evoluzione stellare . . . . .	5
1.2.1 Le Blue Straggler Stars . . . . .	9
1.3 Ammassi globulari come laboratori di dinamica stellare . . . . .	13
1.3.1 Proprietà strutturali . . . . .	13
1.3.2 Fenomeni dinamici . . . . .	14
1.3.3 Le BSS come indicatori di età dinamica . . . . .	16
1.3.4 La funzione di massa come ulteriore indicatore di età dinamica . . . . .	20
1.3.5 La frazione di stelle binarie come indicatore di età dinamica . . . . .	22
1.4 Descrizione del target: l'ammasso globulare M15 . . . . .	23
<b>2 Strumentazione e presentazione dei dataset</b>	<b>25</b>
2.1 Il Very Large Telescope . . . . .	25
2.1.1 VIMOS - Visible Multi Object Spectrograph . . . . .	31
2.2 Canada-France-Hawaii Telescope . . . . .	35
2.3 Hubble Space Telescope . . . . .	36
2.4 Presentazione dei dataset . . . . .	40
<b>3 Analisi dei dati</b>	<b>47</b>
3.1 Operazioni di pre-riduzione . . . . .	47
3.2 Riduzione dati . . . . .	49
3.2.1 Ricerca delle sorgenti . . . . .	49
3.2.2 Fotometria d'apertura . . . . .	51
3.2.3 PSF-fitting . . . . .	52
3.2.4 Cross-correlazione tra i cataloghi . . . . .	54
3.2.5 Diagrammi colore-magnitudine preliminari . . . . .	54
3.2.6 Astrometria . . . . .	59
3.2.7 Calibrazione delle magnitudini . . . . .	59

<b>4</b>	<b>Distribuzione radiale delle Blue Stragglers</b>	<b>65</b>
4.1	Determinazione del centro dell'ammasso . . . . .	65
4.2	Selezione delle popolazioni . . . . .	67
4.3	Decontaminazione . . . . .	71
4.4	Frazione di Blue Stragglers . . . . .	74
<b>5</b>	<b>Funzione di massa</b>	<b>77</b>
5.1	Determinazione della massa delle stelle . . . . .	77
5.2	Completezza . . . . .	81
	5.2.1 Stelle artificiali . . . . .	81
	5.2.2 Curve di completezza . . . . .	84
5.3	Funzione di massa radiale . . . . .	86
5.4	Funzione di massa globale . . . . .	91
<b>6</b>	<b>Distribuzione radiale della frazione di binarie</b>	<b>93</b>
6.1	Metodi di ricerca delle stelle binarie . . . . .	93
6.2	Frazione minima . . . . .	96
6.3	Frazione globale . . . . .	101
<b>7</b>	<b>Conclusioni</b>	<b>105</b>
	<b>Bibliografia</b>	<b>109</b>

# Introduzione

Questo lavoro di tesi si inserisce nel contesto dello studio dell'evoluzione dinamica degli ammassi globulari.

Gli ammassi globulari sono tra i primi sistemi stellari ad essersi formati nell'Universo (hanno infatti età che possono raggiungere i 12 - 13 Gyr), sono molto densi (con densità centrali fino a  $\sim 10^5$  stelle/ $pc^3$ ) e contengono tipicamente  $10^5 - 10^6$  stelle gravitazionalmente legate tra loro in una configurazione pressoché sferica. Essi sono inoltre dei sistemi collisionali, ovvero sistemi in cui il tempo di rilassamento a due corpi è significativamente inferiore rispetto all'età delle stelle che lo popolano. Di conseguenza, gli ammassi globulari risultano essere il laboratorio ideale per studiare i fenomeni di dinamica stellare. Le frequenti interazioni gravitazionali tra le stelle comportano continui scambi di energia cinetica che conducono il sistema verso uno stato di equipartizione, in cui le componenti più massicce tendono a disporsi nelle regioni più interne dell'ammasso, mentre le meno massicce tendono a spostarsi su orbite sempre più esterne. Queste interazioni possono modificare profondamente la struttura interna di un ammasso globulare, fino a condurlo anche verso fenomeni estremi come il collasso del nucleo, caratteristica tipica di sistemi stellari con un'età *dinamica* molto avanzata. Infatti, sebbene gli ammassi globulari della Via Lattea si siano formati circa tutti nella stessa epoca (circa 12 miliardi di anni fa), e abbiano quindi tutti un'età cronologica molto simile, essi si sono evoluti dal punto di vista dinamico in maniera diversa l'uno dall'altro, in base alle loro proprietà strutturali, oltre che alle diverse interazioni con la Galassia.

Le frequenti interazioni stellari hanno un impatto anche sull'evoluzione delle stelle, promuovendo la formazione e la distruzione di sistemi binari o multipli e la formazione di popolazioni stellari *esotiche* (ovvero non spiegabili in termini di evoluzione di una singola stella), come le Blue Straggler Stars. Queste sono il risultato di collisioni e/o trasferimenti di massa in sistemi binari il cui prodotto è tipicamente una stella con una massa maggiore rispetto a quella media delle stelle dell'ammasso. Per tale motivo, questa classe di oggetti esotici risente degli effetti dovuti alla frizione dinamica ed è quindi particolarmente indicata per studiare lo stato di evoluzione dinamica dei sistemi stellari densi.

Questo lavoro di tesi consiste in un approfondito studio dello stato di evoluzione

dinamica dell'ammasso globulare M15 (NGC 7078), uno dei sistemi più massicci e densi presenti nella Via Lattea. Tale studio è stato effettuato mediante l'utilizzo di tre differenti indicatori di evoluzione dinamica: la distribuzione radiale delle Blue Straggler Stars, la variazione radiale della funzione di massa e la distribuzione radiale della frazione di stelle binarie. Per questo scopo, ci siamo serviti di un'opportuna combinazione di dati ottenuti con l'*Hubble Space Telescope* e telescopi da terra della classe degli 8 m, ottimizzata al fine di campionare l'ammasso in tutta la sua estensione radiale, dalle dense regioni centrali fino al raggio mareale.

Il seguente lavoro di tesi è così suddiviso:

- Nel **Capitolo 1** vengono presentate le caratteristiche generali degli ammassi globulari. Vengono illustrate le principali fasi di evoluzione stellare, le proprietà delle Blue Straggler Stars e i loro meccanismi di formazione. In seguito vengono descritti alcuni fenomeni di dinamica stellare tipici degli ammassi globulari e i tre indicatori utilizzati in questo lavoro di tesi per studiare lo stato di evoluzione dinamica. Infine vengono illustrate le caratteristiche generali ad oggi note dell'ammasso globulare M15, oggetto di questo lavoro di tesi.
- Nel **Capitolo 2** si fornisce una descrizione della strumentazione utilizzata per le osservazioni e vengono presentati i diversi dataset.
- Nel **Capitolo 3** viene descritta la procedura di analisi dati e la costruzione dei cataloghi fotometrici finali.
- Nel **Capitolo 4** viene presentata l'analisi della distribuzione radiale di BSS nell'ammasso, ovvero del primo dei tre indicatori di evoluzione dinamica analizzati in questo lavoro di tesi.
- Nel **Capitolo 5** viene studiata la funzione di massa e la sua variazione radiale, utilizzata come secondo indicatore di evoluzione dinamica.
- Nel **Capitolo 6** viene infine presentata la distribuzione radiale della frazione di stelle binarie, che consiste nel terzo indicatore di evoluzione dinamica utilizzato in questa tesi.
- Nel **Capitolo 7** viene presentato un confronto dei risultati ottenuti dai tre indicatori analizzati, che indicano in maniera inequivocabile come M15 sia un ammasso globulare fortemente evoluto dal punto di vista dinamico.

# Capitolo 1

## Gli ammassi globulari

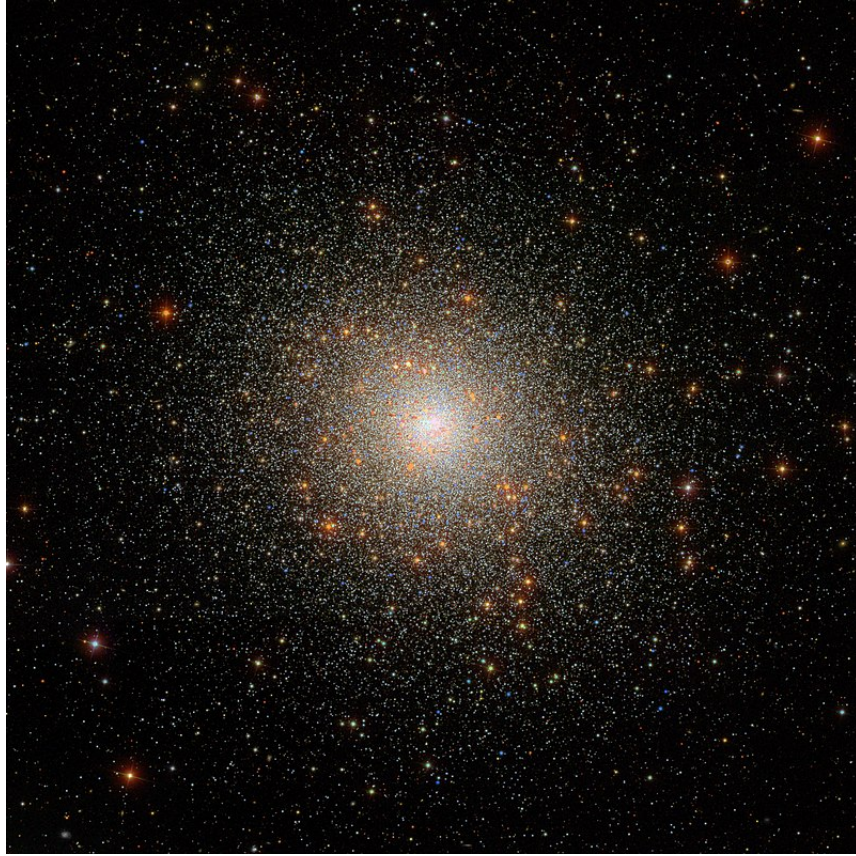
In questo capitolo vengono presentati gli ammassi globulari a partire dalle loro generalità. In seguito ne vengono descritte le caratteristiche evolutive e dinamiche, con un focus in particolare su quest'ultimo aspetto, cruciale per la comprensione dei fenomeni che contribuiscono alla formazione di oggetti esotici come le *Blue Straggler Stars* e, più in generale, per meglio comprendere i processi di dinamica a molti corpi e il ruolo dei sistemi binari. Infine, vengono descritti tre indicatori dello stato di evoluzione dinamica degli ammassi globulari.

### 1.1 Caratteristiche generali

Gli ammassi globulari (GC, dall'inglese *Globular Cluster*) sono dei sistemi stellari densi e compatti di forma sferoidale che contengono circa  $10^5$  -  $10^6$  stelle legate gravitazionalmente tra loro. Essi orbitano attorno al centro della galassia ospitante. Nella Via Lattea se ne contano circa 156 (Harris 2010 [1]), distribuiti in gran parte nell'alone e nel Bulge. Gli ammassi globulari sono stati osservati anche in alcune delle principali galassie del Gruppo Locale, in particolare nelle Nubi di Magellano e nella Galassia di Andromeda (si stima che quest'ultima ne contenga fino a 500, si veda Barmby & Huchra 2001 [2]), oltre che in alcune galassie ellittiche giganti come M87 (Strom et al. 1981[3]). Ci si riferisce quindi agli ammassi della Via Lattea come "ammassi globulari galattici" (GGC, dall'inglese *Galactic Globular Cluster*). In Figura 1.1 è mostrata un'immagine dell'ammasso globulare M5, ottenuta nell'ambito della *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS).

I GGC hanno tutti un'età molto avanzata, compresa tra i 10 e i 13 Gyr. Sono quindi costituiti perlopiù da stelle vecchie di Popolazione II con bassa metallicità, con valori tipici di  $[Fe/H] \sim -2.0 \div -1.0$ , inferiori a quelli delle stelle di Popolazione I che si osservano nel disco Galattico. Un'eccezione è rappresentata da

alcuni ammassi globulari presenti nel Bulge, che hanno valori di metallicità che si avvicinano a quelli solari (e.g. NGC 6356, NGC 6553, Terzan 5).



**Figura 1.1:** Un'immagine dell'ammasso globulare M5, ottenuta con lo *Sloan Foundation 2.5m Telescope* dell'Apache Point Observatory, nell'ambito della *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS).

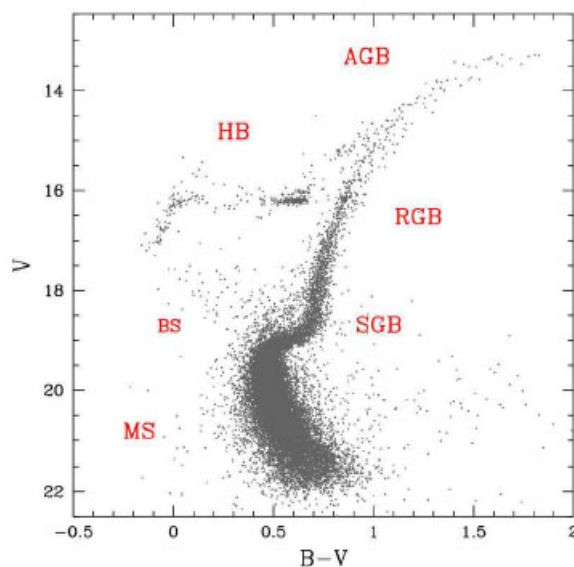
Gli ammassi globulari rappresentano il miglior esempio in natura di "Popolazione Stellare Semplice" (*Simple Stellar Population*, SSP), cioè un insieme di stelle nate dal collasso di un'unica nube di gas molecolare e aventi quindi la stessa età e la stessa composizione chimica. Nonostante recenti studi abbiano mostrato la presenza di sotto-popolazioni stellari che differiscono per le abbondanze di alcuni elementi leggeri (Carretta et al. 2009 [4], Gratton et al. 2012 [5]), gli ammassi globulari sono comunque estremamente omogenei nel loro contenuto di ferro e l'approssimazione di SSP rimane valida.

In virtù delle loro caratteristiche, gli ammassi globulari sono quindi degli ottimi campioni su cui testare le teorie di evoluzione stellare, risultando quindi di grande importanza anche per comprendere le proprietà di sistemi stellari più complessi, come le galassie.



## 1.2 Ammassi globulari e teoria dell'evoluzione stellare

Essendo popolazioni stellari risolte, gli ammassi globulari galattici permettono di verificare le predizioni della teoria dell'evoluzione stellare tramite un confronto diretto tra la forma dei modelli in un diagramma di Hertzsprung-Russell (HR) e la distribuzione delle stelle osservate in un diagramma colore-magnitudine. In un diagramma HR, ogni stella definisce un punto in base alla sua temperatura superficiale e alla sua luminosità. Nel corso della sua evoluzione, la stella andrà incontro a dei cambiamenti in termini di struttura fisica e composizione chimica. Tutto ciò impatterà sulla sua luminosità e temperatura superficiale. Pertanto, con il trascorrere del tempo, la stella occuperà regioni diverse di questo diagramma, andando a definire delle tracce evolutive. Il corrispettivo osservativo del diagramma HR è il diagramma colore-magnitudine (CMD). Nel CMD ogni stella è definita da un colore e da una magnitudine, che corrispondono rispettivamente alla temperatura superficiale e alla luminosità. Il colore, individuabile lungo l'asse delle ascisse, viene espresso in termini di differenza di magnitudini nelle due bande fotometriche con cui sono state condotte le osservazioni. La magnitudine è indicata sull'asse delle ordinate. In Figura 1.2 è riportato un esempio di CMD riferito all'ammasso globulare galattico NGC 1851, con i simboli delle diverse fasi evolutive predette dalla teoria dell'evoluzione stellare indicati accanto alle sequenze osservative corrispondenti.



**Figura 1.2:** CMD dell'ammasso globulare NGC 1851 nelle bande B e V. In rosso sono indicate le principali fasi evolutive.

Vediamo ora quali sono le principali fasi evolutive:

- **Sequenza Principale** (*Main Sequence*, **MS**). Questa fase è costituita dalle stelle che stanno bruciando l'idrogeno (H) nel nucleo, convertendolo in elio (He), tramite reazioni di fusione termonucleare. La posizione iniziale delle stelle lungo questa sequenza, così come il loro tempo di permanenza in essa, sono fissati dalla loro massa. Stelle più massicce, infatti, bruciano più in fretta il loro combustibile ed evolvono verso le fasi di post-MS in tempi più brevi. Per una stella di  $M \sim 1M_{\odot}$ , la durata della fase di MS è di circa 10 Gyr. La massa minima affinché per una stella si abbia l'innescò dell'idrogeno è  $M \sim 0.08M_{\odot}$ . Poiché a ciascuna massa corrisponde una differente temperatura centrale, verranno favoriti meccanismi di combustione diversi. Per stelle con  $M < 1.2M_{\odot}$ , la reazione prevalente è la catena protone - protone (pp). Queste stelle presentano un nucleo radiativo e meccanismi di convezione nelle regioni superficiali. Stelle con  $M > 1.2M_{\odot}$  convertono idrogeno in elio prevalentemente tramite il ciclo *CNO* e sono caratterizzate dall'aver un nucleo convettivo e un involucro radiativo. Questa fase termina con l'esaurimento dell'idrogeno nel nucleo. Il punto in cui le stelle escono dalla MS, corrisponde sul CMD al *Turn-Off* (TO). Per una popolazione stellare di data età, esso rappresenta il punto di massima luminosità e temperatura della MS, dove si trovano le stelle più massicce che ancora stanno bruciando idrogeno nel nucleo. La massa al TO rappresenta, quindi, un valido indicatore dell'età di un ammasso e per un GC di  $\sim 10 - 12$  Gyr essa vale tipicamente  $\sim 0.7 - 0.8M_{\odot}$ .
- **Ramo delle Sub-Giganti** (*Sub-Giant Branch*, **SGB**). Una volta terminato l'idrogeno nel nucleo, questo si contrae fino a raggiungere una temperatura sufficiente ad innescare la combustione dell'idrogeno in un guscio spesso (*thick shell*) negli strati adiacenti. Per le stelle più massicce, questa fase è detta **Hertzsprung Gap**, in quanto si osserva una carenza di stelle sul CMD in prossimità della regione tra la MS e il ramo delle Giganti Rosse. Ciò è dovuto al fatto che per queste stelle il tempo di permanenza in questa fase è molto breve ( $t \sim 10^6$  yr). Per le stelle di piccola massa invece ( $M \sim 1M_{\odot}$ ), questo stadio può durare anche  $\sim 10^9$  yr.  
La fase di SGB è caratterizzata da un'espansione degli strati esterni a luminosità pressoché costante, con conseguente diminuzione della temperatura superficiale. La stella si sposta quindi orizzontalmente nel CMD verso il ramo delle Giganti Rosse.
- **Ramo delle Giganti Rosse** (*Red-Giant Branch*, **RGB**). Sequenza caratterizzata dalla fusione di idrogeno in elio in un guscio sottile (*thin shell*) negli

strati adiacenti al nucleo. Questa *shell* continua a depositare nuovo materiale sul nucleo inerte di elio. In questa fase la stella percorre una sequenza parallela alla traccia di Hayashi<sup>1</sup> verso luminosità sempre più elevate. Durante la fase di Gigante Rossa, gli strati esterni si espandono fino a raggi dell'ordine di  $10^2 R_\odot$  e si assiste ad un conseguente calo della temperatura superficiale. A causa dell'espansione, le zone superficiali sono sempre più debolmente legate gravitazionalmente, pertanto la perdita di massa dovuta ai venti stellari può diventare significativa. Al termine di questa fase, solo le stelle con  $M > 0.5M_\odot$  riusciranno a raggiungere temperature nel nucleo sufficienti per innescare la combustione di elio in carbonio ( $T \sim 10^8 K$ ). La modalità con cui tale evento si verifica, dipende dalla loro massa:

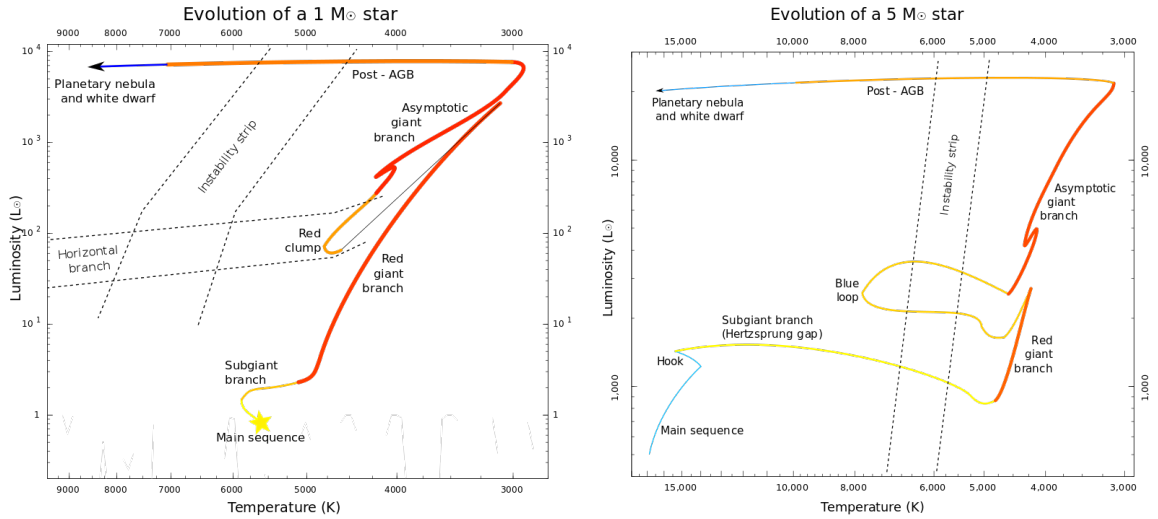
- per stelle con  $M < 2.2M_\odot$ , l'elevata densità causata dalla contrazione, ha portato il nucleo in condizioni degeneri. In questo stato, la pressione non dipende dalla temperatura, pertanto il nucleo non reagisce all'aumento di temperatura espandendosi e raffreddandosi. Si giunge quindi ad un'instabilità termica che provoca l'innescò dell'elio nel nucleo in regime semi-esplosivo (*He-flash*), la cui energia rimuove la degenerazione.
  - Stelle con  $M > 2.2M_\odot$  non sviluppano un nucleo degeneri. Pertanto, quando il nucleo raggiunge la temperatura necessaria, l'innescò dell'elio avviene in un ambiente termoregolato.
- **Ramo Orizzontale** (*Horizontal Branch*, **HB**). Fase caratterizzata dalla combustione stabile di elio nel nucleo tramite il processo  $3\alpha$ , accompagnata dalla combustione di idrogeno nella *shell* adiacente. Nel CMD, le stelle andranno a posizionarsi su questa sequenza in base alla loro massa, che dipende in prima istanza dalla quantità di materiale residua dopo la fase di RGB. Le stelle di  $M < 2.2M_\odot$ , che hanno sperimentato l'*He-flash*, hanno un nucleo di  $M_c \sim 0.5M_\odot$ , pertanto se hanno perso una quantità ingente di involucro, risulteranno avere una temperatura superficiale più elevata e andranno a popolare la parte più blu del ramo orizzontale. Nel caso in cui, invece, la stella sia andata incontro ad una minor perdita di massa, essa avrà una temperatura superficiale inferiore e popolerà la parte più rossa di questa sequenza, che assume una morfologia denominata *red clump*. Oltre alla massa, anche altri parametri come metallicità e abbondanza di He possono influenzare la morfologia di questa sequenza. Stelle di  $M > 2.2M_\odot$ , come detto, innescano

---

<sup>1</sup>traccia percorsa da una protostella sul diagramma HR prima di entrare in fase di MS. Sulla traccia di Hayashi, la protostella è caratterizzata da una struttura totalmente convettiva e all'equilibrio idrostatico.

la combustione di elio in condizioni di non degenerazione. Queste stelle descrivono un percorso sul CMD noto come *blue loop*, spostandosi prima verso le alte temperature e poi di nuovo verso la traccia di Hayashi.

Un esempio delle diverse morfologie assunte da questa fase è riportato in Figura 1.3.



**Figura 1.3:** traccia evolutiva di una stella di  $1M_{\odot}$  (a sinistra) e di  $5M_{\odot}$  (a destra).

- **Ramo Asintotico delle Giganti** (*Asymptotic Giant Branch, AGB*). In questa fase, le stelle possiedono un nucleo inerte di carbonio e ossigeno, mentre bruciano H ed He in doppia *shell* in maniera alternata. Le stelle sul diagramma percorrono una traccia parallela all'RGB, tornando ad espandersi e ad incrementare la loro luminosità. Durante questa fase si verificano i cosiddetti "puls termici" responsabili di una serie di espansioni e contrazioni degli strati esterni della stella, rendendo la struttura instabile. Il destino finale della stella è legato alla sua massa.
- Fasi finali di una stella:
  - $M < 8M_{\odot}$ . Queste stelle non raggiungono le condizioni di temperatura e densità necessarie ad innescare la combustione di carbonio e ossigeno nel nucleo. A causa dell'espansione, gli strati esterni sono sempre meno legati e le perdite di massa causate dagli impulsi termici si fanno rilevanti. Questo processo continua fino alla totale espulsione dell'involuppo nel mezzo interstellare, lasciando scoperto il nucleo inerte di carbonio e ossigeno, il quale si raffredderà in una nana bianca.

- $M > 8M_{\odot}$ . Stelle di questo tipo, sono in grado di innescare le reazioni di fusione nucleare del carbonio e progressivamente degli elementi sempre più pesanti fino a quelli del gruppo del ferro (Fe). Le reazioni termonucleari cessano quindi con la formazione di un nucleo di Fe. Quando il nucleo, in condizioni degeneri, raggiunge la massa limite di Chandrasekhar ( $M \sim 1.44M_{\odot}$ ), la pressione degli elettroni degeneri non è più in grado di opporsi al collasso gravitazionale. Lo stadio finale è l'esplosione di supernova di tipo *core collapse*, che lascia come residuo una stella di neutroni, per stelle con massa iniziale  $M < 24M_{\odot}$ , oppure un buco nero (se  $M > 24M_{\odot}$ ).

### 1.2.1 Le Blue Straggler Stars

Le *Blue Straggler Stars* (**BSS**) sono una popolazione di stelle non previste dalla teoria di evoluzione stellare standard, pertanto questa classe di oggetti rappresenta uno degli esempi più significativi di popolazioni *esotiche*. Le BSS sono state osservate per la prima volta da Allan R. Sandage nel 1953 all'interno dell'ammasso globulare M3 (Sandage 1953 [6]), come una popolazione di stelle che nel CMD si estende lungo il prolungamento della MS, oltre il punto di TO (Figura 1.4).

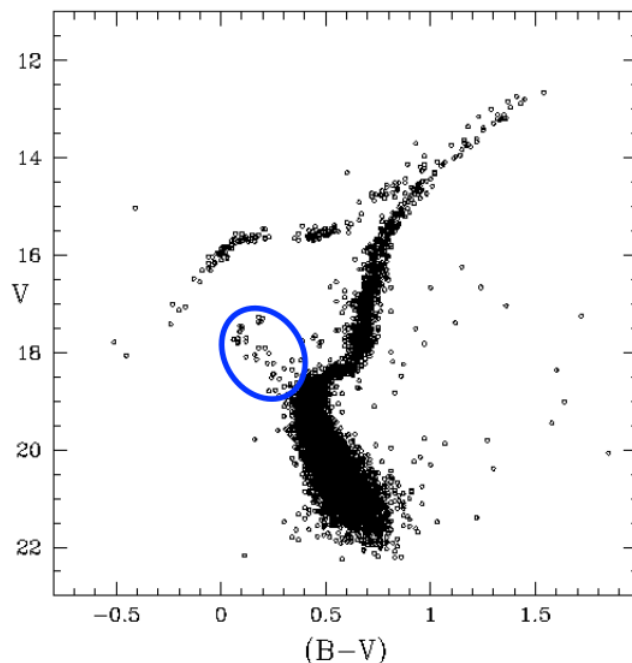
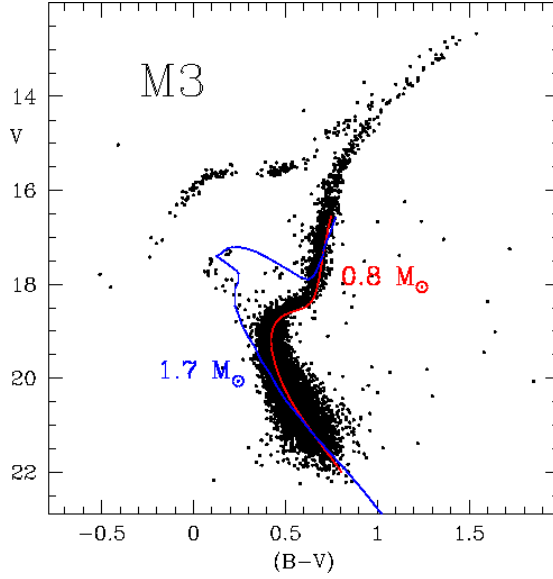


Figura 1.4: popolazione di BSS nell'ammasso M3.

La loro posizione nel CMD implica che si tratta di stelle più calde e luminose, oltre che più massicce, rispetto a quelle che si trovano al TO (Figura 1.5).

Per un tipico ammasso globulare galattico di età  $t \sim 10 - 12$  Gyr, la massa delle stelle al TO vale  $\sim 0.8M_{\odot}$ . Le BSS invece hanno masse dell'ordine di  $\sim 1.4-1.7M_{\odot}$ , risultando quindi tra le stelle più massicce dell'ammasso. Diversi studi sulla massa di questi oggetti hanno confermato questa ipotesi (Shara et al. 1997 [7], Fiorentino et al. 2014 [8], Raso et al. 2019 [9]).

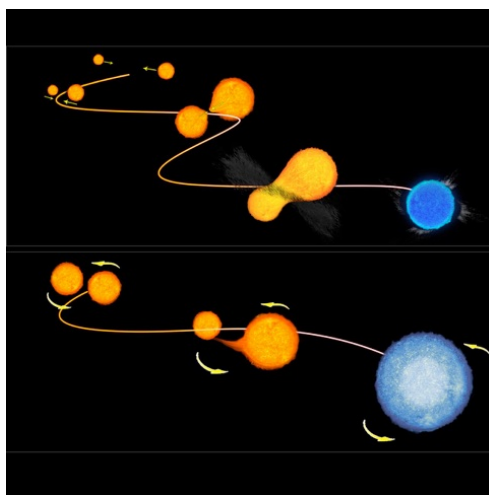


**Figura 1.5:** CMD di M3. In rosso l'isocrona di una popolazione con massa al TO  $M \sim 0.8M_{\odot}$ . In blu, un'isocrona con massa al TO di  $M \sim 1.7M_{\odot}$ , che ben riproduce la sequenza di BSS.

La posizione di queste stelle sul CMD, sembrerebbe quindi suggerire che si tratti di oggetti più giovani rispetto all'età media delle stelle dell'ammasso. I GGC, però, sono dei sistemi stellari estremamente vecchi e non mostrano alcuna evidenza di eventi recenti di formazione stellare, avendo esaurito il gas utile a questo scopo. L'origine delle BSS deve essere quindi collegata ad attività di dinamica interne all'ammasso. Per spiegare la loro presenza, sono stati avanzati due scenari di formazione:

- **Collisioni** (Hills & Day 1976 [10]). Negli ambienti molto densi, come le regioni interne degli ammassi globulari, le interazioni tra le stelle dell'ammasso possono essere molto frequenti e possono verificarsi anche collisioni dirette. Il risultato è una stella più massiccia, che apparirà più blu e luminosa. Le BSS nate da questo processo vengono definite *Collisional BSS* (COLL-BSS).

- **Trasferimento di massa** (McCrea 1964 [11]). Nei processi di trasferimento di massa tra due stelle compagne di un sistema binario, la componente più massiccia cede materiale alla secondaria, la quale verrà rifornita di nuovo idrogeno e apparirà più calda e brillante. La primaria rimarrà legata alla BSS come nana bianca, a meno che il sistema non giunga addirittura alla completa coalescenza delle due componenti, nel qual caso ci si aspetta di osservare una BSS isolata. Si ritiene che questo canale di formazione sia più comune negli ambienti meno densi, come gli ammassi aperti o le regioni periferiche degli ammassi globulari. Ci si riferisce a questo tipo di BSS come *Mass Transfer BSS* (MT-BSS).

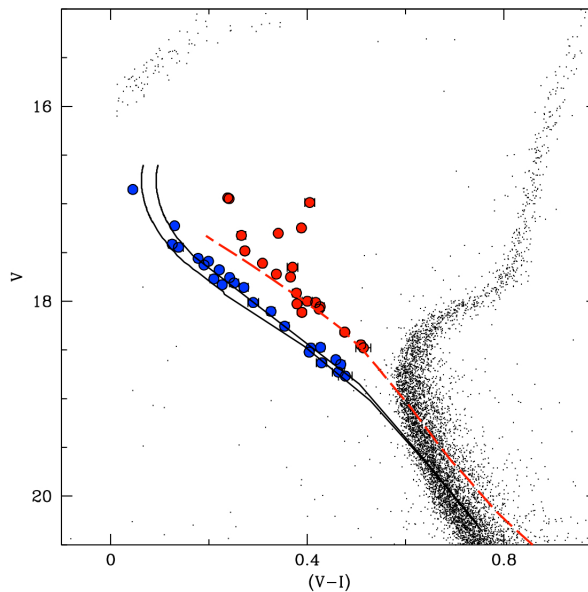


**Figura 1.6:** rappresentazione schematica dei due canali di formazione delle BSS: collisionale (pannello in alto) e trasferimento di massa (in basso).

I due meccanismi di formazione possono fornire informazioni sulla dinamica interna del sistema. Il canale collisionale, come detto, è favorito negli ambienti più densi ed è legato al rate di collisioni. La formazione di MT-BSS, è influenzata dalla frazione di stelle binarie nell'ammasso e dalla loro attività dinamica. In particolare, nelle regioni centrali dove le interazioni dinamiche sono molto frequenti, le binarie possono andare incontro a fenomeni di vario tipo. Possono ad esempio verificarsi catture mareali, che possono portare alla formazione di nuovi sistemi binari, oppure interazioni a 3 corpi tra un sistema binario e una stella singola che possono condurre alla rottura del sistema binario o rendere più stretto il legame gravitazionale. In generale, nelle regioni esterne e nei sistemi meno densi ci si aspetta soprattutto una prevalenza di MT-BSS. Qui le collisioni sono più rare e le binarie tendono ad evolvere in maniera imperturbata e, se si verificano le condizioni, possono trasferire massa alla stella compagna. In accordo con questa ipotesi, negli ammassi di bassa

densità è stata trovata una correlazione tra la frequenza specifica di BSS (numero di BSS normalizzato al numero di stelle di MS) e la frazione di binarie (Sollima et al. 2008 [12], Knigge et al. 2009 [13]).

In genere, entrambi i canali di formazione possono coesistere, come osservato ad esempio nel caso di M3 (Ferraro et al. 1997 [14]) o M30 (Ferraro et al. 2009 [15]). In quest'ultimo sono state trovate due sequenze distinte e similmente popolate di BSS, le quali si ritiene abbiano seguito due diversi scenari di formazione. La sequenza più blu è ben riprodotta da isocrone collisionali di 1-2 Gyr, mentre la più rossa, situata lungo il confine definito dalle binarie che stanno sperimentando trasferimento di massa, non è riproducibile da nessuna isocrona collisionale (Figura 1.7). Questo suggerisce, quindi, che le BSS osservate lungo la sequenza più blu siano di tipo COL-BSS, mentre le altre si siano formate tramite il canale di MT. In futuro, l'evoluzione stellare porterà le BSS-COLL a riempire il gap tra le due sequenze. Il fatto che oggi si osservi questa separazione, suggerisce quindi che almeno la sottopopolazione collisionale si sia formata in tempi recenti (1-2 Gyr), a seguito di un evento che abbia causato un forte incremento di densità e del rate di collisioni. Si suppone che tale evento sia il collasso del *core* (si veda il paragrafo 1.3.2).



**Figura 1.7:** La doppia sequenza di BSS in M30. La linea nera corrisponde a isocrone collisionali di 1 e 2 Gyr, che riproducono la sequenza blu. La linea tratteggiata rossa corrisponde alla ZAMS (Zero Age Main Sequence) traslata di 0.75 mag, definendo la posizione del ‘low-luminosity boundary’ per una popolazione di sistemi binari MT. Questa linea ben riproduce la sequenza rossa.



## 1.3 Ammassi globulari come laboratori di dinamica stellare

### 1.3.1 Proprietà strutturali

Gli ambienti densi tipici degli ammassi globulari, come abbiamo visto, favoriscono il verificarsi di numerose interazioni dinamiche tra le varie stelle. Il tempo caratteristico necessario affinché le orbite delle stelle subiscano deviazioni significative e perdano memoria delle loro condizioni iniziali, a causa dell'effetto cumulativo delle tante interazioni a due corpi con le altre stelle del sistema, è noto come **tempo di rilassamento a due corpi** ( $t_{2b}$ ):

$$t_{2b} \sim \frac{0.1N}{\ln N} t_{cross} \quad (1.1)$$

dove  $N$  è il numero totale di oggetti nel sistema e  $t_{cross}$  è definito come il *tempo di attraversamento*. Esso esprime il tempo necessario ad una stella con velocità  $v$  impiegare per attraversare un sistema di dimensione  $R$ :

$$t_{cross} = \frac{R}{v} \quad (1.2)$$

Un sistema è definito *collisionale* se  $t_{2b} \ll t_{age}$ , dove  $t_{age}$  è l'età del sistema. Viceversa, se  $t_{2b} \gg t_{age}$ , il sistema è *non collisionale*.

Per un ammasso globulare, si hanno in genere  $N \sim 10^5$  e  $t_{cross} \sim 10^5$  yr, da cui si ottiene  $t_{2b} \sim 0.1$  Gyr. Considerando quindi l'età tipica di un GGC ( $t_{age} \sim 10^{10}$  yr),  $t_{2b}$  è un tempo molto inferiore all'età dell'ammasso stesso. Pertanto, è evidente che i GC sono dei sistemi collisionali.

Poiché gli ammassi globulari sono sistemi collisionali, il rilassamento è guidato dagli incontri stellari. Le interazioni, che comportano continui scambi di energia cinetica tra le stelle, avvengono in maniera casuale, pertanto il sistema tende ad acquisire una distribuzione Maxwelliana delle velocità. Tale distribuzione, non pone un limite superiore alla velocità delle particelle, dunque ammette anche stelle che abbiano velocità che tendono all'infinito. Tuttavia, in un ammasso globulare, questo limite superiore è posto dalla velocità di fuga del sistema, pertanto un GC non può mantenere una distribuzione Maxwelliana in ogni punto.

Un modello realistico che ben riproduce il profilo di densità di un ammasso globulare è il **modello di King** (King 1966 [16]), caratterizzato da una distribuzione di velocità approssimabile ad una Maxwelliana, che decresce fino a zero per valori prossimi alla velocità di fuga del sistema. Tale profilo di densità avrà quindi un troncamento in corrispondenza del **raggio mareale** ( $r_t$ ), oltre al quale le stelle superano la velocità di fuga del sistema. Il valore di  $r_t$ , infatti, fissa la distanza oltre

la quale iniziano a dominare gli effetti mareali del campo galattico. La funzione di distribuzione di un modello di King, può essere espressa come:

$$f(E) = \begin{cases} C(e^{-E/\sigma^2} - 1) & \text{se } E < 0 \\ 0 & \text{se } E \geq 0 \end{cases} \quad (1.3)$$

dove  $C$  una costante legata alla densità, mentre  $\sigma$  è un parametro legato alla dispersione di velocità.  $E$  è l'energia per unità di massa, e vale:

$$E = \frac{v^2}{2} + \Psi(r) \quad (1.4)$$

dove  $\Psi(r)$  è il potenziale medio, definito in modo da avere  $\Psi(r_t) = 0$ .

I modelli di King sono ampiamente utilizzati per descrivere i GC, in quanto ne riproducono bene i profili di densità (o di brillantezza superficiale) osservati.

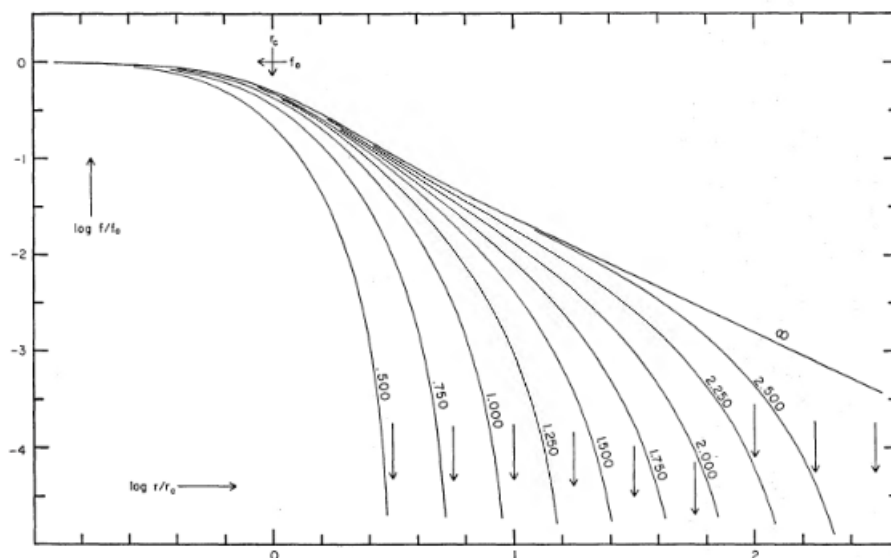
In Figura 1.8 sono riportati alcuni esempi di questi modelli. Come si osserva, i profili di densità di King sono caratterizzati da un andamento costante nelle regioni centrali che decresce man mano con la distanza. La forma del profilo di densità è determinata da un unico parametro, la *concentrazione* ( $c$ ):

$$c = \log \left( \frac{r_t}{r_k} \right) \quad (1.5)$$

Dove  $r_k$  è il raggio caratteristico del modello, chiamato *raggio di King*. Soprattutto per modelli di elevata concentrazione,  $r_k$  è una buona approssimazione del **raggio di core** ( $r_c$ ), definito come il raggio in cui la densità (o la brillantezza superficiale) del sistema diventa pari alla metà del suo valore centrale. Un'altra importante lunghezza scala è il **raggio di metà massa** ( $r_h$ ), definito come il raggio all'interno del quale è contenuta metà della massa del sistema.

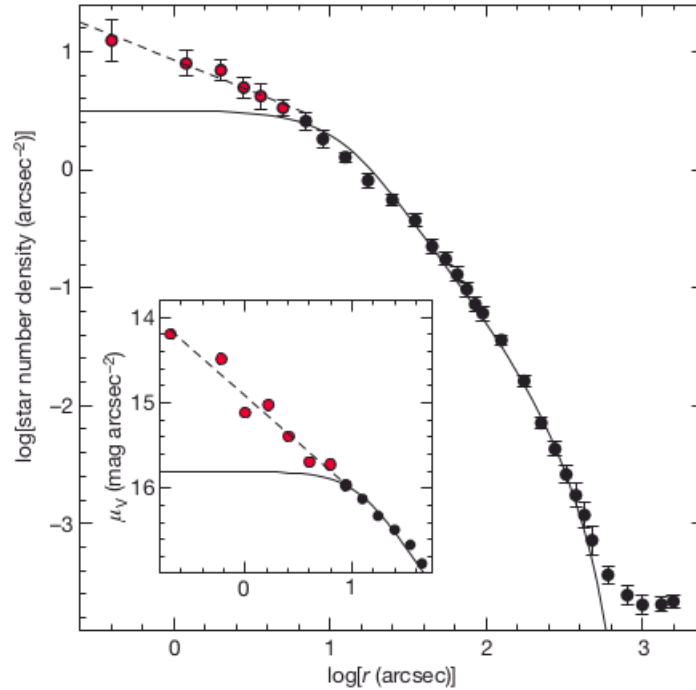
### 1.3.2 Fenomeni dinamici

Le frequenti interazioni all'interno di questi sistemi collisionali, comportano continui scambi di energia cinetica tra le varie stelle dell'ammasso, portando il sistema verso uno stato di **equipartizione dell'energia**. In particolare, le stelle più massicce perdono energia cinetica in favore di quelle meno massicce, spostandosi quindi verso le regioni più interne dell'ammasso. Viceversa, le stelle meno massicce, tendono a guadagnare energia cinetica, muovendosi verso orbite più esterne. Questo fenomeno è noto come **segregazione di massa**. Se le stelle meno massicce acquisiscono sufficiente velocità, tale da superare la velocità di fuga dell'ammasso, possono allontanarsi da esso. Tale fenomeno è noto come *evaporazione*. Per effetto di questi processi, il nucleo dell'ammasso perde energia cinetica in favore delle



**Figura 1.8:** Profili di King per valori crescenti di concentrazione. Il parametro  $c$  varia da 0.5 a 2.5 da sinistra verso destra. Le frecce verticali indicano la posizione del raggio di troncamento. Credit to: King 1966.

regioni più esterne. Per il Teorema del Viriale il nucleo reagisce a questa perdita di energia cinetica contraendosi, diventando quindi sempre più denso e favorendo sempre più interazioni e scambi energetici tra le stelle. Si innesca quindi un processo a catena, in cui la contrazione non si arresta e procede fino al **collasso del nucleo** (*core collapse*, CC). L'unico modo per arrestare questo processo è fornire energia al sistema. Si ritiene che una possibile fonte di energia possano essere le binarie. Infatti, quando una stella interagisce con un sistema binario, questo può cedere alla stella energia di legame e non energia cinetica. In uno scenario di questo tipo, il sistema binario si fa più stretto e viene rilasciata energia. Quindi una numerosa popolazione di binarie nelle regioni centrali può essere una fonte considerevole di energia che può rallentare il collasso del nucleo. Simulazioni mostrano che possono avere luogo diverse fasi di espansione e di contrazione del nucleo, le quali prendono il nome di *oscillazioni gravotermiche*. Un ammasso che ha subito il collasso del nucleo è detto *post-core collapse* (PCC). Una delle principali caratteristiche utili a capire se un ammasso rientri in questa categoria, riguarda il profilo di densità. Il collasso del nucleo, infatti, provoca un forte aumento di densità nelle regioni centrali e ciò fa sì che il profilo devii dal modello di King. In particolare, nelle regioni interne, il profilo non segue un andamento costante tipico di questi modelli, ma mostra una cuspidale a legge di potenza. Un esempio è rappresentato in Figura 1.9, che mostra il profilo di densità dell'ammasso M30 (Ferraro et al. 2009).



**Figura 1.9:** Profilo di densità dell’ammasso M30, che ha subito il collasso del nucleo (Ferraro et al. 2009). La linea continua rappresenta il modello di King, la linea tratteggiata descrive la porzione più interna del profilo di densità dell’ammasso, che segue una legge di potenza.

### 1.3.3 Le BSS come indicatori di età dinamica

I GGC, come detto, si sono formati all’incirca tutti nella stessa epoca, pertanto sono caratterizzati da un’età cronologica molto simile. Tuttavia, in base alle loro proprietà strutturali, essi si sono evoluti dal punto di vista dinamico in maniera diversa l’uno dall’altro, a seguito dei fenomeni descritti nella sezione 1.3.2.

Ammassi con la stessa età cronologica, quindi, possono avere un’età *dinamica* diversa. Come detto, poiché la segregazione di massa interessa in primo luogo le stelle più massicce, le BSS sono la popolazione di stelle ideale per indagare lo stato di evoluzione dinamica del sistema. Le BSS, infatti, sono tra le componenti più massicce dell’ammasso e orbitano in una moltitudine di stelle più leggere, subendo quindi gli effetti del fenomeno di frizione dinamica che le porta progressivamente a segregare verso le regioni centrali. Il tempo scala con cui agisce la frizione dinamica ( $t_{df}$ ), dipende soprattutto dall’inverso della densità locale (oltre che dall’inverso

della massa delle BSS):

$$t_{df} \propto \frac{1}{M_{BSS}\rho(r)} \quad (1.6)$$

Per questo motivo, ci si aspetta che la frizione dinamica agisca prima sulle BSS che si trovano nelle regioni centrali dell'ammasso (più dense), per poi coinvolgere progressivamente quelle nelle regioni via via più distanti dal centro, inducendo modifiche nella forma della loro distribuzione radiale. Pertanto, la distribuzione radiale delle BSS si rivela lo strumento ideale per comprendere lo stato di evoluzione dinamica dei GC.

Un modo per ricavare la distribuzione radiale, è quello di dividere l'ammasso in bin radiali e calcolare la *frequenza specifica*, ossia il numero di BSS in un determinato bin radiale, normalizzato al numero di stelle di una popolazione di riferimento:  $F_{pop}^{BSS} = N_{BSS}/N_{pop}$ . Un altro modo è quello di calcolare il *rapporto doppio normalizzato* (introdotto da Ferraro et al. 1993 [17]):

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

che è la frazione di BSS in ciascun bin radiale, normalizzata alla frazione della luminosità campionata in quel bin radiale. Lo stesso rapporto può essere calcolato per ogni popolazione di riferimento. In tal caso, poiché la distribuzione radiale delle stelle segue la distribuzione di luminosità dell'ammasso, tale parametro risulta uguale ad 1 a qualsiasi distanza dal centro (Renzini & Buzzoni 1986 [18]). Ciò vale anche per le popolazioni di BSS degli ammassi in cui la frizione dinamica non ha ancora agito, lasciando la loro distribuzione radiale inalterata, con un andamento piatto e costante. Al contrario, nel caso in cui le popolazioni abbiano subito segregazione di massa, questo rapporto non è più costante, e l'andamento della distribuzione radiale ne risulterà modificato.

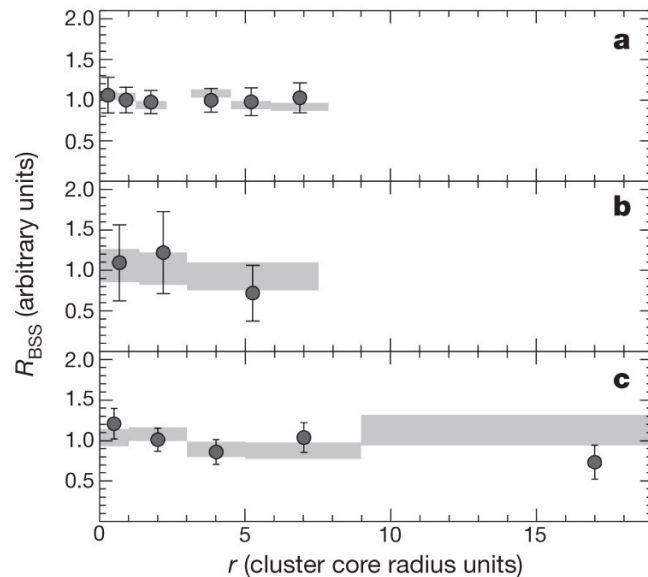
Questo ragionamento è alla base della definizione dell'*orologio dinamico*, proposto da Ferraro et al. (2012) [19]. Man mano che la frizione dinamica agisce, la distribuzione radiale di BSS, inizialmente piatta, tende a sviluppare un picco centrale, indice di segregazione di massa. Questo picco è seguito da un minimo, corrispondente alla distanza massima in cui ha agito la frizione dinamica. Con il passare del tempo, la posizione di tale minimo si propaga progressivamente verso distanze radiali maggiori, man mano che le BSS delle regioni sempre più esterne vengono segregate verso il centro.

Dalla forma della distribuzione radiale delle BSS, gli ammassi globulari vengono classificati in tre famiglie:

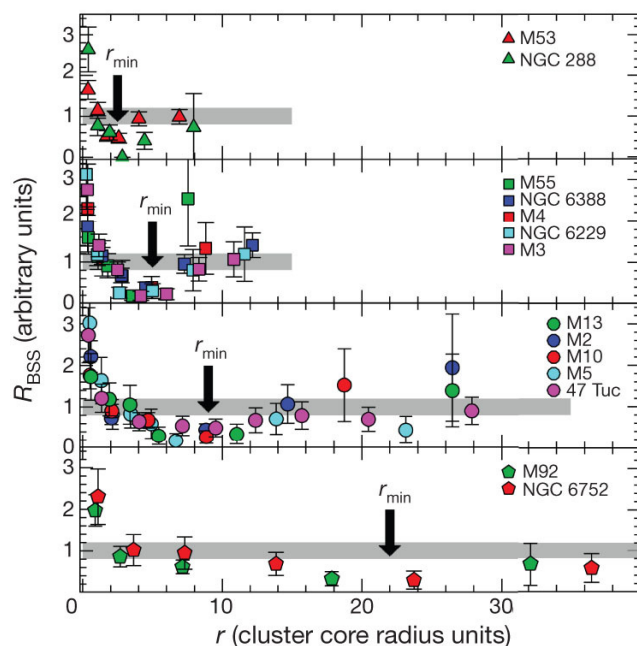
- **Famiglia I:** Questa famiglia comprende gli ammassi globulari caratterizzati da un andamento piatto della distribuzione radiale delle BSS. In questi

ammassi la frizione dinamica non ha ancora agito, neanche nelle regioni centrali. Questi sistemi stellari pertanto sono definiti dinamicamente giovani. Esempi di questo tipo sono Palomar 14, Omega Centaurii e NGC 2419. La loro distribuzione radiale è riportata in Figura 1.10.

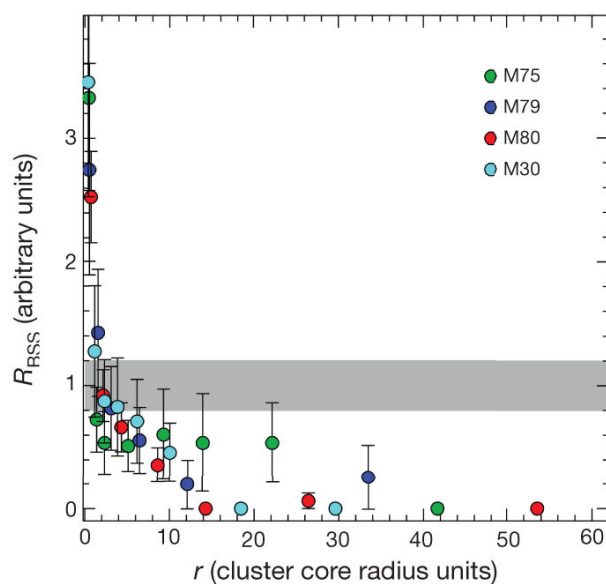
- **Famiglia II:** questi ammassi mostrano un andamento bimodale della distribuzione radiale di BSS, con un picco centrale e un minimo, seguito da una risalita. Il minimo è collocato a diverse distanze dal centro, a seconda dello stato di evoluzione dinamica raggiunto dal sistema. Infatti, la frizione dinamica agisce progressivamente a distanze sempre maggiori dal centro, muovendo la posizione del minimo verso l'esterno. Gli ammassi di famiglia II hanno quindi un'età dinamica intermedia. Esempi di questo tipo sono M3, M5 ed M13. La Figura 1.11 mostra le distribuzioni radiali di alcuni ammassi di famiglia II.
- **Famiglia III:** Gli ammassi di Famiglia III mostrano un andamento unimodale della distribuzione radiale delle BSS, con un picco al centro seguito da una decrescita monotona senza risalita. L'azione della frizione dinamica si è estesa fino alle regioni periferiche dell'ammasso, segregando anche le BSS più lontane dal centro. Questi ammassi sono classificati come dinamicamente molto evoluti. A questa famiglia appartengono ad esempio M30 ed M80. Alcuni esempi sono riportati in Figura 1.12.



**Figura 1.10:** Distribuzioni radiali delle BSS di Omega Centaurii (a), Palomar 14 (b), e NGC 2419 (c) appartenenti alla Famiglia I. Le regioni in grigio corrispondono alla distribuzione radiale della popolazione di riferimento. Immagine da Ferraro et al. (2012).



**Figura 1.11:** Distribuzione radiale delle BSS per alcuni ammassi di Famiglia II, con la posizione del minimo situata progressivamente a distanze radiali sempre maggiori. Le regioni in grigio corrispondono alla distribuzione radiale della popolazione di riferimento. Immagine da Ferraro et al. (2012).



**Figura 1.12:** Distribuzione radiale delle BSS per alcuni ammassi di Famiglia III. Le regioni in grigio corrispondono alla distribuzione radiale della popolazione di riferimento. Immagine da Ferraro et al. (2012).

### 1.3.4 La funzione di massa come ulteriore indicatore di età dinamica

Un ulteriore indicatore dello stato di evoluzione dinamica di un ammasso, è rappresentato dalla variazione radiale della sua funzione di massa (MF).

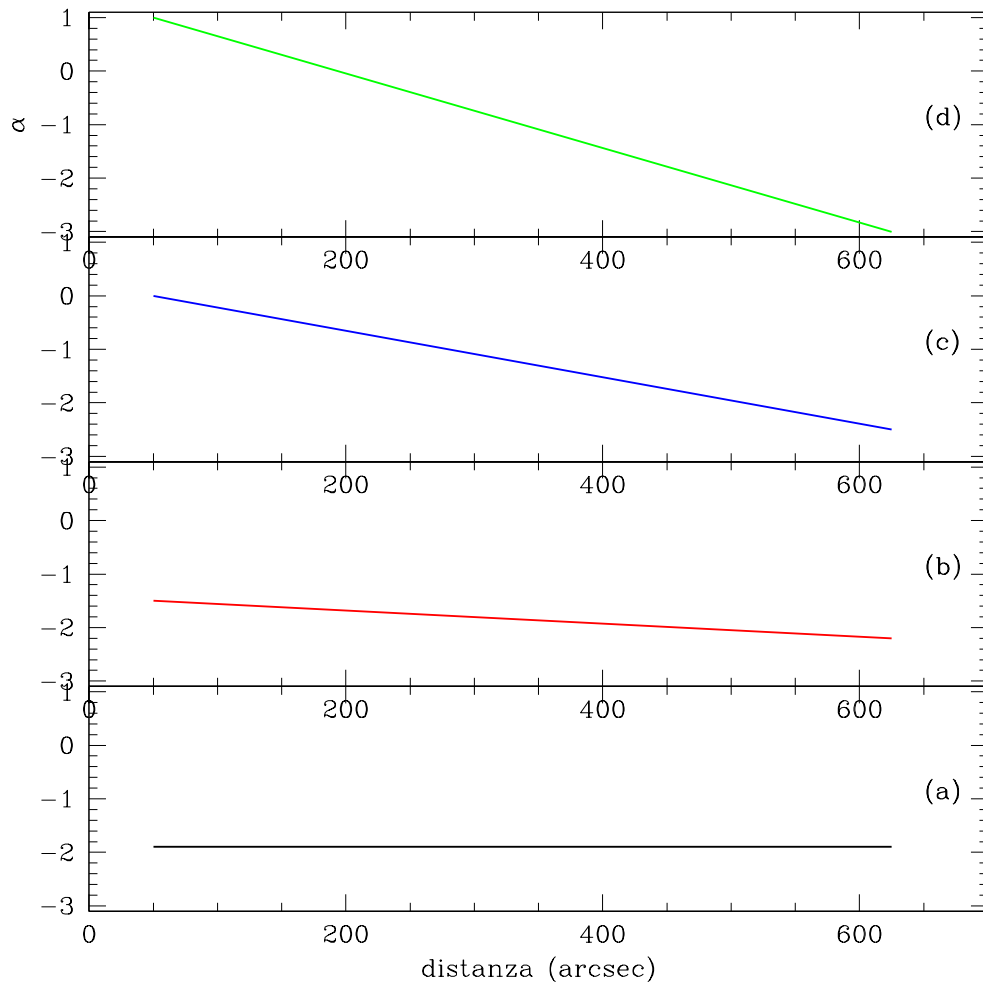
Come detto, le interazioni a due corpi sono i meccanismi dominanti che guidano l'evoluzione dinamica del sistema, conducendolo verso uno stato di equipartizione dell'energia. In questo scenario, le stelle di più grande massa tendono a segregare nelle regioni centrali trasferendo energia cinetica alle meno massicce, le quali, di conseguenza, migrano verso le zone esterne. Stelle con masse differenti sono caratterizzate da tempi di rilassamento diversi, quindi i fenomeni dinamici che conducono verso uno stato di segregazione di massa agiscono in tempi diversi. Poiché le stelle si dispongono lungo la sequenza principale secondo la loro massa, ci si aspetta che anche all'interno della MS le stelle più massicce tendano a segregare più velocemente verso il centro. Pertanto, con il progredire dell'evoluzione dinamica del sistema, ci si aspetta una variazione del numero di stelle massicce in proporzione a quelle di minor massa, in funzione della distanza dal centro.

Lo strumento ideale per indagare questo fenomeno è la funzione di massa, la cui pendenza varierà radialmente a seconda dello stadio di evoluzione dinamica raggiunto dal sistema. Diverse simulazioni *N-body* (Webb & Vesperini 2016 [20], Webb et al. 2017 [21]) sono state condotte per studiare tale fenomeno.

La funzione di massa è tipicamente descritta da una legge di potenza del tipo  $dN/dm \propto m^{-\alpha}$ , dove  $\alpha$  rappresenta la pendenza. Assumendo che un ammasso globulare si formi senza nessuna segregazione di massa primordiale, la MF che lo descrive avrà la stessa pendenza a qualsiasi distanza dal centro. Man mano che le stelle più massicce iniziano a segregare verso il centro, il valore di  $\alpha$  aumenta nelle regioni centrali, mentre diminuisce verso l'esterno. Un esempio di questo effetto è mostrato in Figura 1.13. Il grafico mostra la variazione dell'esponente  $\alpha$  in funzione della distanza radiale. La pendenza di tale variazione è indice di quanto il sistema è evoluto dinamicamente: più la distribuzione mostra un andamento ripido e più l'ammasso è evoluto. I quattro pannelli mostrano fasi differenti di evoluzione dinamica, da un ammasso dinamicamente giovane ad evoluto, dal basso verso l'alto.

Tuttavia, lo scenario appena descritto tiene conto solo degli effetti di segregazione di massa. Un ulteriore fenomeno da considerare è la perdita delle stelle meno massicce situate nelle regioni più esterne dell'ammasso, dovuta all'interazione con il campo mareale della Galassia. Questo effetto fa sì che nelle regioni esterne il gradiente nella distribuzione degli  $\alpha$ , sviluppatosi a seguito della segregazione di massa, tenda a diminuire. Ciò è dovuto al fatto che i fenomeni di cattura mareale riguardano soprattutto le stelle di piccola massa, pertanto, in proporzione, queste tendono a diminuire rispetto alle più massicce.

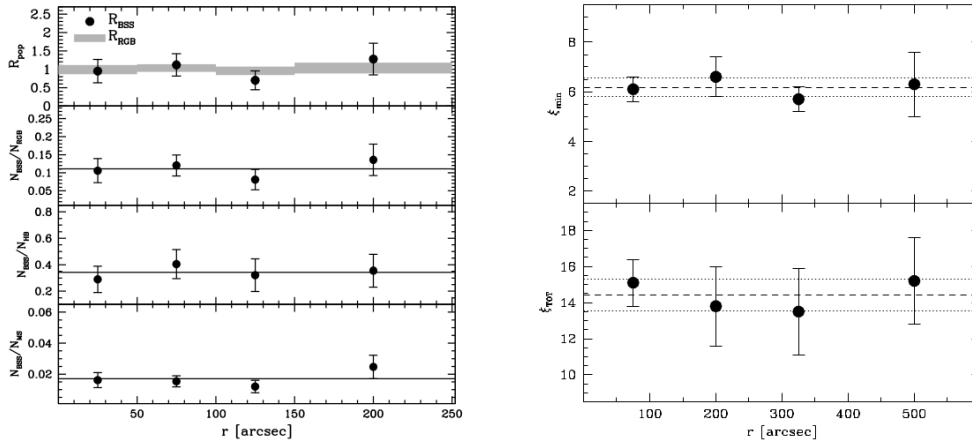




**Figura 1.13:** Esempio schematico della variazione dell'esponente  $\alpha$  della MF in funzione della distanza. I quattro pannelli mostrano fasi differenti di evoluzione dinamica, in ordine crescente dal basso verso l'alto. (a) Fase primordiale: la funzione di massa mantiene il valore della pendenza costante su tutta l'estensione dell'ammasso. (b), (c), (d): si sviluppa progressivamente un gradiente nella distribuzione radiale degli  $\alpha$  man mano che l'evoluzione dinamica avanza e le stelle più massicce migrano verso il centro.

### 1.3.5 La frazione di stelle binarie come indicatore di età dinamica

Le stelle binarie rivestono un ruolo fondamentale nella dinamica interna degli ammassi globulari. In ambienti così densi, infatti, soprattutto nelle regioni centrali, dove le interazioni gravitazionali sono molto frequenti, può avere luogo una varietà di processi che conducono ad effetti diversi. Le interazioni infatti possono condurre alla formazione di nuovi sistemi binari, rendere il legame tra le due componenti ancora più stretto, o anche romperlo (Hut et al. 1992 [22]). Le binarie possono anche favorire la formazione di oggetti esotici, quali le BSS, le millisecond pulsars e le variabili cataclismiche (Romani et al. 1987 [23], Ferraro et al. 2001 [24]). Inoltre, come spiegato nella sezione 1.3.2, le binarie possono fornire l'energia necessaria per rallentare il collasso del nucleo dell'ammasso. Dal punto di vista dell'evoluzione dinamica, le binarie possono essere usate come indicatore per testare il grado di segregazione di massa del sistema. Questi oggetti, infatti, sono più massicci rispetto alla media delle stelle presenti in un ammasso globulare di età avanzata, pertanto tendono a migrare verso le regioni centrali come le BSS. In precedenti lavori (Beccari et al. 2013 [25], Dalessandro et al. 2015 [26]) è stato verificato che in ammassi dinamicamente poco evoluti, la distribuzione radiale della frazione di binarie ricalca quella delle BSS. Un esempio è mostrato in Figura 1.14 per l'ammasso NGC 6101. Uno degli scopi di questo lavoro di tesi è proprio quello di verificare se anche per gli ammassi dinamicamente molto evoluti, la frizione dinamica gioca un ruolo fondamentale nel modellare la forma della distribuzione radiale di questi sistemi.



**Figura 1.14:** A sinistra (dal basso verso l'alto): distribuzione radiale del rapporto doppio normalizzato delle BSS, dell'RGB (regioni in grigio) e delle frequenze specifiche  $N_{BSS}/N_{RGB}$ ,  $N_{BSS}/N_{HB}$ ,  $N_{BSS}/N_{MS}$ . A destra: distribuzione radiale della frazione di binarie minima (in alto) e globale (in basso). Grafici da: Dalessandro et al. 2015.

## 1.4 Descrizione del target: l'ammasso globulare M15

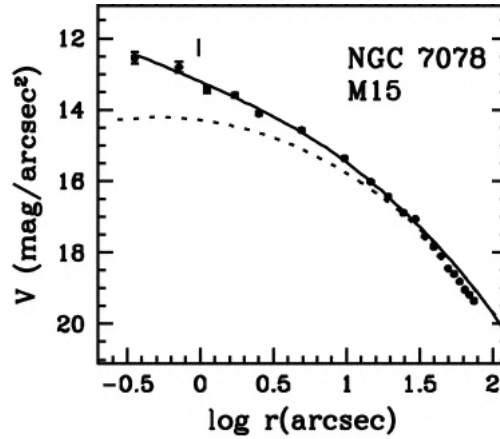
L'oggetto di studio di questa tesi è l'ammasso globulare M15 (Figura 1.15), indicato anche come NGC 7078, secondo il *New General Catalogue*. Questo ammasso è situato nell'alone della Via Lattea ad una distanza di 10.4 kpc sia dal Sole che dal centro galattico. Le sue coordinate equatoriali sono  $RA(J2000) = 21^h29^m58.33^s$ ;  $Dec(J2000) = +12^\circ10'01.2''$  (dal Catalogo di Harris, Harris 2010).



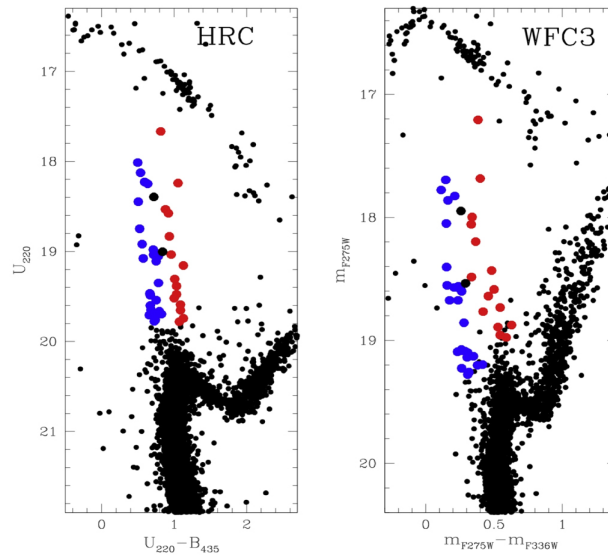
**Figura 1.15:** L'ammasso globulare M15 in un immagine del telescopio spaziale Hubble. Credit to: NASA.

M15 ha un'età molto avanzata ( $t_{age} \sim 13.25$  Gyr) ed è caratterizzato da bassa metallicità, con valori di  $[Fe/H] = -2.37$ . Inoltre, esso presenta anche bassi valori di estinzione ( $E(B - V) < 0.1$ ). M15 è uno degli ammassi più densi conosciuti e si suppone che abbia già subito il collasso del nucleo. Quest'ipotesi, tuttavia, è basata esclusivamente sulla forma del profilo di brillantezza superficiale, che mostra una deviazione in legge di potenza dall'andamento piatto caratteristico dei modelli di King (Figura 1.16). In M15, inoltre, è stata recentemente identificata la presenza di una doppia sequenza di BSS (Beccari et al. 2019 [27]; Figura 1.17). Analogamente al caso di M30 discusso nel paragrafo 1.2.1, anche per M15 l'ipotesi avanzata per spiegare l'esistenza di due sequenze separate di BSS è che l'ammasso abbia

sperimentato il processo di *core collapse* all'incirca 5.5 Gyr fa. In questo lavoro di tesi cercheremo prove indipendenti del fatto che M15 si trovi effettivamente in uno stadio di evoluzione dinamica molto avanzato e, a questo scopo, analizzeremo i tre indicatori descritti finora: distribuzione radiale delle BSS, variazione radiale della funzione di massa e distribuzione radiale della frazione di stelle binarie.



**Figura 1.16:** Profilo di brillantezza superficiale di M15 ottenuto da Noyola & Gebhardt (2006) [28], che mostra una chiara deviazione dal modello di King di best-fit (linea tratteggiata) nelle regioni più interne: questa è considerata come l'evidenza del fatto che M15 ha già subito il collasso del nucleo.



**Figura 1.17:** CMD ultravioletti delle regioni centrali di M15, in cui è evidenziata la presenza di una doppia sequenza di BSS (da Beccari et al. 2019).

# Capitolo 2

## Strumentazione e presentazione dei dataset

In questo capitolo viene illustrata la strumentazione utilizzata per l'osservazione dell'ammasso globulare M15. Il capitolo descrive le caratteristiche generali del sistema di telescopi che costituiscono il Very Large Telescope (VLT), passando per gli strumenti scientifici che operano su di esso, con particolare riferimento alla camera VIMOS, utilizzata per l'acquisizione dei dati analizzati in questa tesi. Segue poi una descrizione del *Canada-France-Hawaii Telescope* (CFHT) di cui è stato ridotto un ulteriore dataset e del Telescopio Spaziale Hubble *Hubble Space Telescope* (HST), del quale sono stati considerati dei cataloghi fotometrici pubblici. Infine verranno presentati e descritti i suddetti dataset.

### 2.1 Il Very Large Telescope

Il Very Large Telescope (VLT) è un insieme di telescopi situato in Cile nella regione del deserto di Atacama ed è posto a 2635 m di altitudine sul monte Paranal, da cui l'Osservatorio prende il nome. La struttura fa parte dell'European Southern Observatory (ESO) i cui 8 stati membri ne hanno ufficializzato il progetto durante la fine degli anni '80 ed è diventata operativa a partire dal 1999. Considerato come uno degli strumenti ottici di punta per le osservazioni *ground-based*, il VLT è formato da un array principale di 4 telescopi da 8.2 m di diametro ciascuno (Unit Telescope: UT) e da un altro insieme di 4 telescopi ausiliari mobili (Auxiliary Telescope: AT) aventi un diametro di 1.8 m<sup>1</sup> (Figura 2.1). Tutti i telescopi sono dei riflettori dotati di montatura altazimutale e si basano su una configurazione

---

<sup>1</sup><https://www.eso.org/public/switzerland-it/teles-instr/paranal-observatory/vlt/>

ottica di tipo Ritchey-Chrétien, una variazione dello schema Cassegrain<sup>2</sup> dove sia lo specchio primario concavo che il secondario convesso hanno una sezione di forma iperbolica, al fine di prevenire gli effetti di coma e aberrazioni sferiche.

Il VLT lavora in un range di lunghezza d'onda che va dai 300 nm nel vicino UV fino a 25  $\mu\text{m}$  nell'infrarosso, permettendo di compiere osservazioni in tutta la regione dello spettro elettromagnetico accessibile da Terra. Inoltre, in virtù della vasta gamma di strumenti di cui dispone, permette di condurre numerose tipologie di studi scientifici.



**Figura 2.1:** Panoramica sui telescopi che compongono il VLT in cui spiccano i 4 UT da 8.2 m di diametro. A destra dettaglio di uno dei telescopi ausiliari (AT) da 1.8 m. Credit to ESO

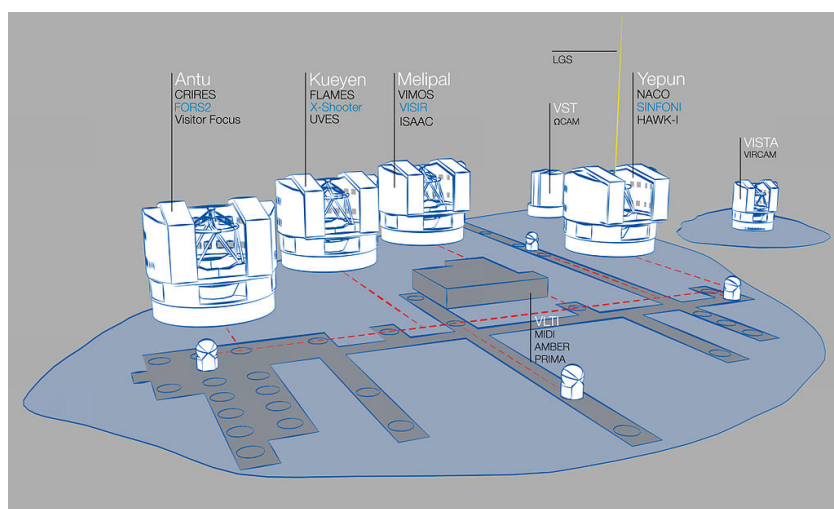
Tutti i telescopi del VLT, sebbene tipicamente lavorino in maniera singola, possono essere anche utilizzati in modalità interferometrica. Con questa configurazione, detta VLTI (Very Large Telescope Interferometer), si riescono a raggiungere risoluzioni angolari dell'ordine del millesimo di secondo d'arco. Nel VLTI i fasci di luce vengono tenuti allineati all'interno di lunghi tubi sotterranei tramite un sistema di specchi riflettenti, il tutto con una precisione dell'ordine di  $1/1000$  mm su un percorso di 200 metri. La modalità interferometrica può essere ottenuta combinando sia i telescopi principali (UT) che gli ausiliari (AT). Anche lavorando in modalità singola, grazie alla grande apertura di 8.2 metri dei telescopi principali, si riescono ad osservare oggetti estremamente deboli, fino a magnitudini in banda ottica dell'ordine di 30, con un'esposizione di un'ora.

Tutti e quattro i telescopi UT sono dotati di un sistema di ottica attiva. Essa consiste essenzialmente in una variazione nel tempo della curvatura degli specchi, a seconda dei casi, al fine effettuare alcuni tipi di correzioni ottiche per riuscire a mantenere un'elevata precisione delle superfici. Infatti, i grandi specchi dei telescopi moderni, che sono caratterizzati dall'avere grossi diametri ed essere allo

<sup>2</sup>La configurazione Cassegrain è costituita da uno specchio primario concavo parabolico e da un secondario convesso iperbolico

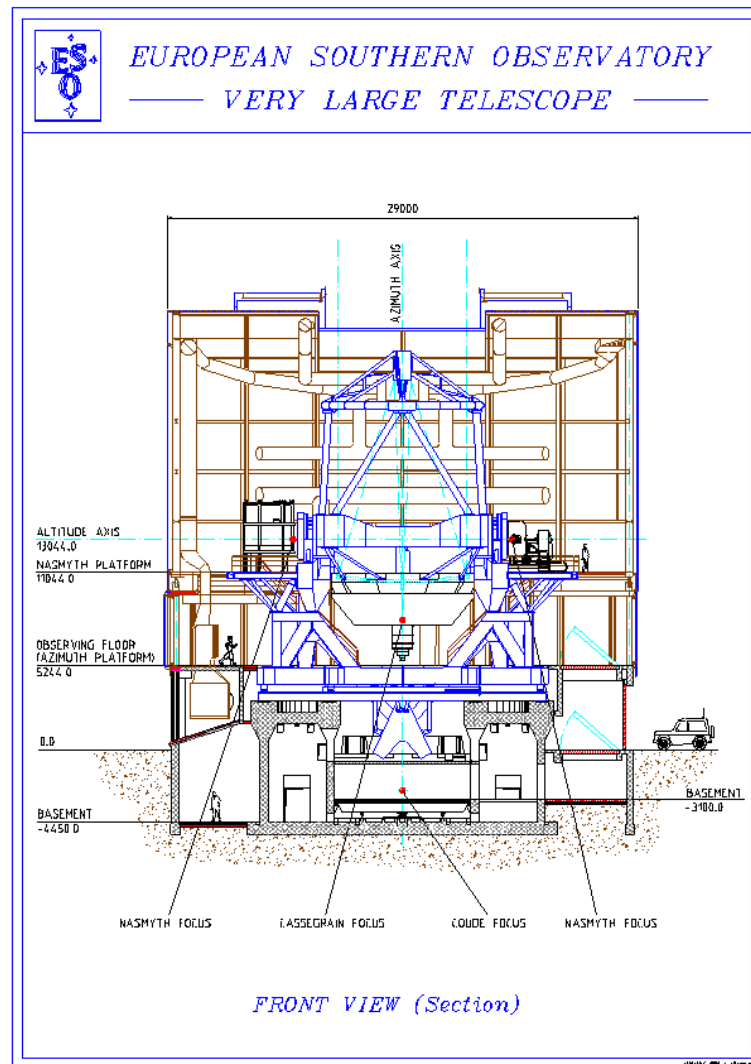
stesso tempo molto sottili, possono soffrire di alcune deformazioni dovute al loro stesso peso. Tramite appositi dispositivi, vengono quindi applicate delle forze per bilanciare questi effetti e riuscire a mantenere una perfetta messa a fuoco degli specchi. Il telescopio UT numero 4, inoltre, è predisposto per sfruttare anche un sistema di ottica adattiva. Questa tecnica, tramite l'utilizzo di una stella naturale o di laser e di un sistema di specchi deformabili, permette di correggere le distorsioni del fronte d'onda causate dagli effetti della turbolenza atmosferica, riuscendo a produrre immagini con risoluzioni angolari tipiche di quelle ottenute con i telescopi spaziali, cioè al limite di diffrazione. I telescopi spaziali infatti, trovandosi al di là dell'atmosfera, non risentono degli effetti del seeing<sup>3</sup> e sono detti quindi *diffraction limited*, al contrario dei grandi telescopi terrestri (come appunto il VLT) che sono caratterizzati dall'essere *seeing limited*.

Il Very Large Telescope dispone di una vasta gamma di strumenti montati sui quattro fuochi (Cassegrain, Nasmyth A, Nasmyth B, Coudé (Figura 2.3)) di ciascun telescopio, che permettono di svolgere numerose tipologie di osservazioni, sia spettroscopiche che fotometriche (Figura 2.2). Nel corso degli anni, il VLT ha assistito al susseguirsi di varie generazioni di strumenti che si sono alternati (o sono andati a sostituire i loro predecessori) sui vari telescopi e questi aggiornamenti sono costantemente in atto.



**Figura 2.2:** Gli strumenti montati sui diversi telescopi. Credit: ESO

<sup>3</sup>Quantità che indica il livello di deterioramento dell'immagine a causa di fenomeni di turbolenza atmosferica, la quale provoca variazioni dell'indice di rifrazione nei vari strati dell'atmosfera, causando scintillio e distorsione dell'immagine



**Figura 2.3:** Sezione frontale di uno dei telescopi UT, in cui è possibile osservare la posizione dei vari fuochi Cassegrain, Nasmyth e Coudé. Credit to ESO



**Tabella 2.1:** Strumenti montati sui fuochi dei quattro telescopi UT

Telescopio	Fuoco			
	Nasmyth A	Nasmyth B	Cassegrain	Coudé
UT1	NACO	KMOS	FORS2	ESPRESSO
UT2	FLAMES	UVES	XSHOOTER	
UT3	SPHERE	VIMOS	VISIR	
UT4	HAWK-I	MUSE	SINFONI	

Nella Tabella 2.1 sono riportati gli strumenti montati sui telescopi sino a Settembre 2017, vediamo ora un elenco più completo della strumentazione del VLT <sup>4</sup>:

- CRIRES (CRyogenic high-resolution InfraRed Echelle Spectrograph): spettrografo echelle in grado di raggiungere una risoluzione  $R = 100\,000$  nel range spettrale che va da 1 a 5  $\mu\text{m}$ .
- ESPRESSO (Echelle SPectrograph for Rocky Exoplanet and Stable Spectroscopic Observations): spettrografo echelle ad alta risoluzione che viene impiegato per la ricerca di esopianeti rocciosi.
- FLAMES (Fibre Large Array Multi-Element Spectrograph): spettrografo multi-oggetto ad alta risoluzione che, grazie al suo funzionamento tramite fibre ottiche, permette di osservare singolarmente centinaia di stelle simultaneamente. È anche equipaggiato con uno strumento per la spettroscopia a campo integrale.
- FORS2 (FOcal Reducer and Spectrograph): strumento utilizzato sia per fare imaging che per fare spettroscopia a bassa risoluzione. È andato a sostituire il suo predecessore FORS1, dismesso nel 2009.
- HAWK-I (High Acuity Wide field K-band Imager): CCD a grande campo che lavora nel vicino infrarosso (banda K).
- KMOS (K-band Multi Object Spectrograph): spettrografo multi-oggetto a campo integrale per osservazioni nel vicino infrarosso.
- MUSE (Multi-Unit Spectroscopic Explorer): spettrografo a campo integrale in grado di ottenere spettri su un campo di vista di circa un arco minuto quadrato.

<sup>4</sup><https://www.eso.org/public/switzerland-it/teles-instr/paranal-observatory/vlt/vlt-instr/>

- NACO (NAos-COnica): fa parte dell sistema di ottica adattiva e riesce a produrre immagini con una risoluzione angolare paragonabile a quelle prese tramite telescopi spaziali.
- SINFONI (Spectrograph for INtegral Field Observations in the Near Infra-red): spettrografo a campo integrale che sfrutta l'ottica adattiva e lavora nell'infrarosso tra 1 e 2.5  $\mu\text{m}$ .
- SPHERE (Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet REsearch): anche in questo caso abbiamo uno strumento fornito di ottica adattiva, progettato per lo studio degli esopianeti in virtù degli avanzati coronografi di cui dispone.
- UVES (UltraViolet and Visible Echelle Spectrograph): spettrografo che osserva tra 300 e 1100 nm, con una risoluzione spettrale massima di 110 000.
- VIMOS (VIsible Multi-Object Spectrograph): è sia uno spettrografo multi-oggetto a bassa risoluzione, che uno strumento per fare imaging. Con VIMOS sono stati acquisiti i dati analizzati in questo lavoro di tesi, sarà quindi descritto più nel dettaglio nel paragrafo successivo.
- VISIR (VLT Imager and Spectrometer for mid-Infrared): altro strumento in grado di fare sia imaging che spettri, opera nel medio infrarosso tra 10 e 20  $\mu\text{m}$ .
- X-shooter: spettrografo di seconda generazione che copre un ampio range di lunghezze d'onda (dall'ultravioletto al vicino infrarosso).

Altri strumenti che sono stati dismessi e non sono più operativi, sono:

- FORS1 (FOcal Reducer and Spectrograph): strumento simile a FORS2, e, come accennato in precedenza, sostituito da quest'ultimo nel 2009.
- ISAAC (Infrared Spectrometer And Array Camera): camera infrarossa e spettrografo con un braccio costruito per lavorare tra 1 e 2.5  $\mu\text{m}$ , ed un altro tra 3 e 5  $\mu\text{m}$ . Installato nel 1998 sul telescopio UT1, ha operato per l'ultima volta nel Dicembre 2013, osservando una stella all'interno della Nebulosa di Orione.
- MIDI: strumento per fotometria e spettroscopia ideato per osservare nel medio infrarosso (MID-infrared).

### 2.1.1 VIMOS - Visible Multi Object Spectrograph

Una parte delle osservazioni dell'ammasso globulare M15 usate in questa tesi, sono state condotte con **VIMOS**: *Visible Multi Object Spectrograph* (Figura 2.7).

VIMOS, in funzione dal Febbraio 2002, è installato sul fuoco Nasmyth B del telescopio UT3 ed è sensibile a tutto lo spettro del visibile dato che osserva nel range che va da 360 a 1000 nm. È uno strumento molto versatile poiché è in grado di operare in tre modalità: come camera CCD per fare imaging (**IMG**) e condurre studi fotometrici, come spettrografo multi-oggetto (**MOS**) e in modalità Integral Field Unit (**IFU**)<sup>5</sup> (Figura 2.4).

La modalità MOS viene condotta ottenuta grazie all'utilizzo di maschere, una per ciascun quadrante, per un totale di quattro quadranti. A seconda del grism utilizzato, la risoluzione spettrale  $R$  varia da 2500 a 25000 e il numero massimo di fenditure per ciascuna maschera varia da circa 40 per la risoluzione  $R = 2500$  a circa 150-200 per  $R = 25000$ . Il campo di vista (FoV) è di  $4 \times 7' \times 8'$ .

La modalità IFU impiega 6400 fibre e per ciascuna di esse la scala dell'immagine varia da  $0.67''$  a  $0.33''$  per pixel. Il FoV in questa modalità arriva a  $54'' \times 54''$  e la risoluzione spettrale è dello stesso ordine di quella ottenuta nel modo MOS.

La modalità IMG opera con i filtri a banda larga  $UBVRIZ$  ed è impiegata per ottenere immagini a grande campo: VIMOS è infatti l'imager con il più ampio campo di vista fra tutti gli strumenti del VLT. Esso è composto da quattro chip, possiede un FoV di  $4 \times 7' \times 8'$  e una pixel scale di  $0.205''$ . Ciascuno dei quattro detector è separato dagli altri da un gap di  $2'$  ed è un CCD E2V da  $2048 \times 4096$  pixels (Figura 2.5). Essi sono andati a sostituire i vecchi CCD EEV a partire da Agosto 2010. In Tabella 2.2 sono mostrate le caratteristiche della modalità IMG.

Field of view	$4 \times 7' \times 8'$ ; gap da $2'$ ; CCD area: $2048 \times 2350 \text{ pix}^2$
Pixel scale	$0.205''/\text{pixel}$
Image Quality	80% encircled energy in $0.4''$ within the whole field
Filters	U <sup>3</sup> , Bessel BVRI, Gunn z
F-ratio	1.88
Magnitudini limite in 1h	U=26.2 B=27.4 V=27.0 R=26.6 I=25.5 z=25.1

**Tabella 2.2:** Caratteristiche della modalità imaging di VIMOS

<sup>5</sup>[http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/vimos/doc/VLT-MAN-ESO-14610-3509\\_v98.pdf](http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/vimos/doc/VLT-MAN-ESO-14610-3509_v98.pdf)

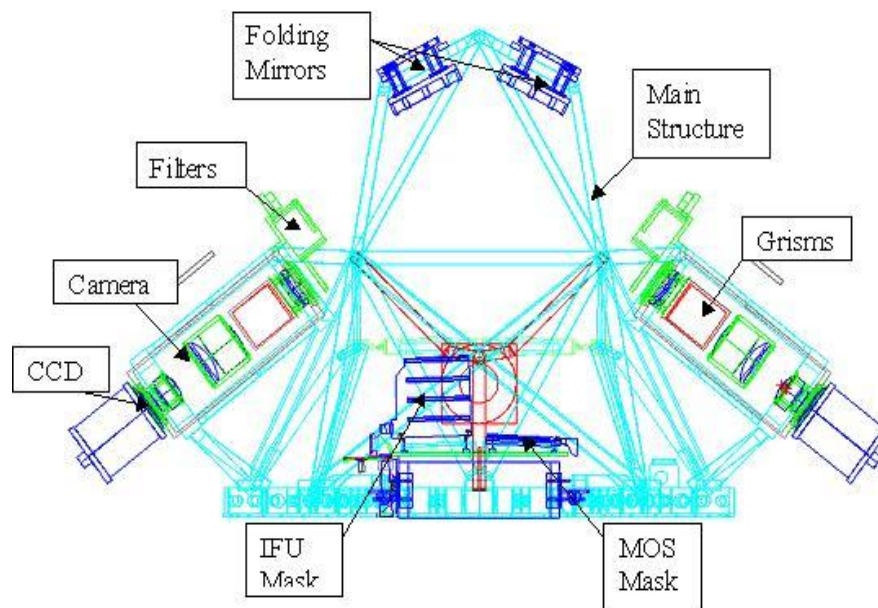
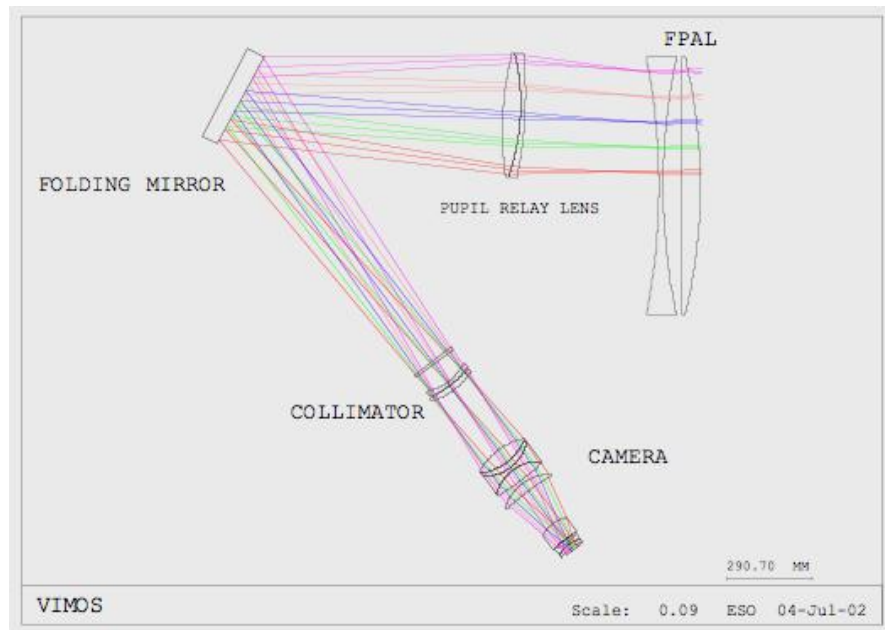
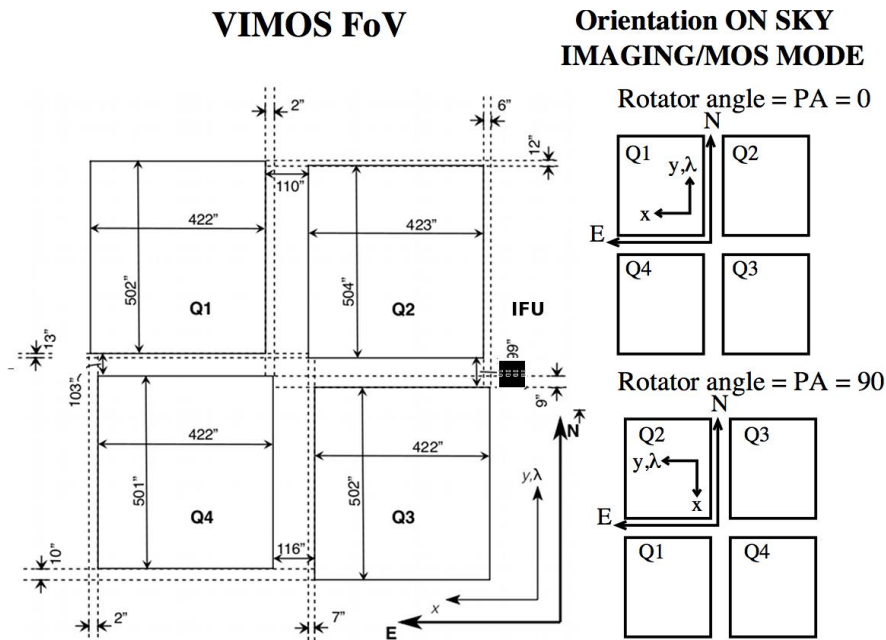
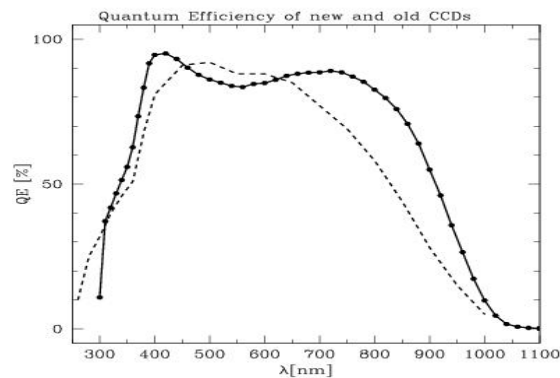


Figura 2.4: Schema ottico (in alto) e ottico-meccanico (in basso) di VIMOS. Credit: ESO



**Figura 2.5:** I quattro detector di VIMOS e orientazione del campo di vista sul cielo per angoli di 0 e 90 gradi, in modalità IMG e MOS.

I nuovi sensori hanno lo stesso formato di quelli vecchi, con il vantaggio principale di possedere una maggiore Quantum Efficiency (QE)<sup>6</sup> rispetto ai predecessori, in particolare nella parte rossa dello spettro. Nella Figura 2.6 è mostrato proprio il confronto tra le curve di QE dei vecchi CCD con i nuovi (l'immagine è riferita al chip numero 3):



**Figura 2.6:** Curve di QE dei nuovi (linea continua) e vecchi detector (linea tratteggiata)

<sup>6</sup>percentuale di fotoni convertiti in elettroni

La Tabella 2.3 seguente riassume alcune caratteristiche di questi nuovi CCD:

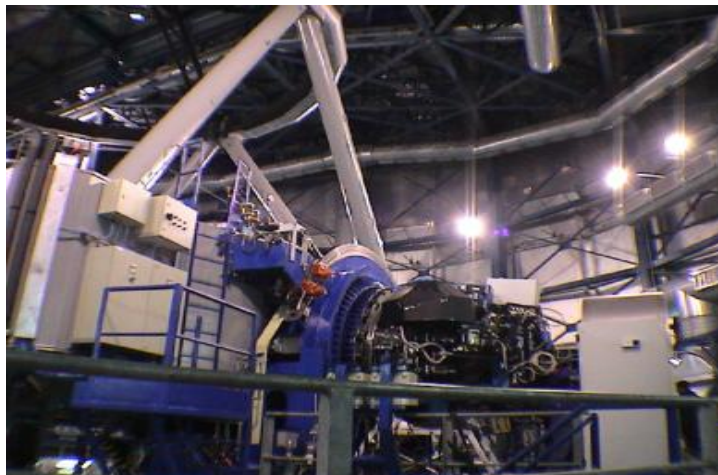
Parametro	Valore
Numero di pixel	2048 x 4096
Pixel size ( $\mu\text{m}$ )	15
Dark current a 153K ( $\text{e}^-/\text{px}/\text{h}$ )	<7
Efficienza trasferimento di carica	>0.999995

**Tabella 2.3:** Tabella con le caratteristiche dei CCD

Come descritto, in modalità imaging VIMOS è dotato di un set di filtri a banda larga. Essi sono: filtro U', filtri B,V,R,I di tipo Bessel, filtro z di tipo Gunn. Nella Tabella 2.4 ne vengono riportate le principali caratteristiche:

Filtro	$\lambda$ centrale (nm)	FWHM (nm)
U'	370	50
B	430	97
V	546	89
R	648.5	130
I	830	180
z (Gunn)	950	160

**Tabella 2.4:** Caratteristiche dei filtri fotometrici di VIMOS



**Figura 2.7:** VIMOS - Visible Multi Object Spectrograph. Photo: G.Sciarretta.

## 2.2 Canada-France-Hawaii Telescope

Il Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) è un telescopio Cassegrain da 3.58 metri di diametro situato sul monte Mauna Kea dell'omonimo Osservatorio nelle isole Hawaii (Figura 2.8). Entrato in funzione nel 1979, è gestito dalla collaborazione di tre enti: Centre National de la Recherche Scientifique (Francia), National Research Council (Canada) e Università delle Hawaii.



**Figura 2.8:** il telescopio CFHT sul monte Mauna Kea. Credit to cfht.hawaii.edu

CFHT dispone sia di diversi spettrografi che di camere a grande campo, inoltre dal 1996 il telescopio è stato dotato di un sistema di ottica adattiva.

Di seguito viene riportato un elenco degli strumenti attualmente disponibili:<sup>7</sup>

- MegaPrime/MegaCam: è una camera a grande campo che copre 1 grado quadrato con una risoluzione di  $0.187''/\text{pixel}$ . È costituita da un mosaico di 36 CCD da  $2048 \times 4612$  pixel, per un totale di 340 megapixel. Lavora nell'ottico e nel vicino infrarosso.
- WIRCam (Wide-field InfraRed Camera): camera infrarossa ( $0.9 - 2.4 \mu\text{m}$ ) da  $0.3''/\text{pixel}$  con un FoV da  $20'$  quadrati, è formata da un mosaico di 4 rivelatori da  $2048 \times 2048$  pixel.
- ESPaDOnS: spettrografo echelle ad alta risoluzione con un potere risolutivo fino a  $R = 81000$ , lavora nel range  $370 - 1050 \text{ nm}$ .
- SITELLE: spettrografo IFU nel range del visibile ( $350 - 900 \text{ nm}$ ) con un FoV di  $11' \times 11'$  e con risoluzione spettrale variabile, da  $R = 2$  fino a  $R = 10^4$ .

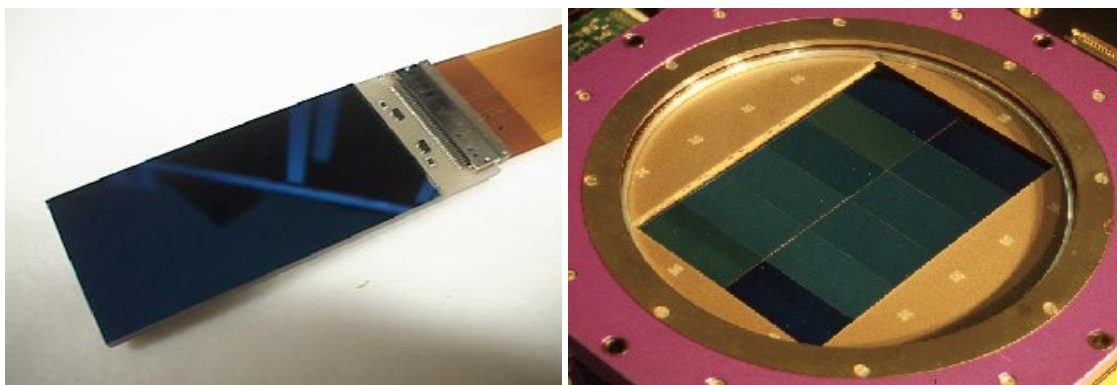
---

<sup>7</sup><https://www.cfht.hawaii.edu/en/science/instruments.php>

- SPIRou: spettropolarimetro che opera nel vicino IR, ottimizzato per compiere misure ad alta precisione delle velocità radiali, possiede una risoluzione spettrale di  $R = 75000$ .

Un ulteriore strumento, attualmente non operativo e predecessore di MegaPrime/MegaCam, con cui è stato acquisito un dataset utilizzato in questo lavoro di tesi, è **CFH12K**. Entrata in funzione nel Gennaio 1999, CFH12K è una camera a grande campo costituita da un mosaico di 12 CCD, ognuno con una dimensione di  $2048 \times 4096$  pixel e  $15 \mu\text{m}$  di pixel size, per un totale di  $12288 \times 8192$  pixel (si veda anche B.M. Starr 2000 [29]). I CCD sono mostrati in Figura 2.9

Possiede un campo di vista pari a  $42' \times 28'$  e pixel scale di  $0.2''/\text{pixel}$ . In virtù quindi del suo elevato numero di pixel totali (oltre  $10^8$ ), è indicato per ottenere immagini ad alta risoluzione. CFH12K dispone dei filtri a banda larga B,V,R,I,z descritti nella sezione di VIMOS (Tabella 2.4).



**Figura 2.9:** Sinistra: un CCD che compone il mosaico da 12 elementi (destra).

## 2.3 Hubble Space Telescope

Il telescopio spaziale Hubble (*Hubble Space Telescope*, HST) (Figura 2.10) è stato lanciato in orbita nell'Aprile del 1990 ed è il risultato di una collaborazione tra l'Agenzia Spaziale Europea (ESA) e la National Aeronautics and Space Administration (NASA). Ancora oggi in attività, rappresenta lo strumento di punta per le osservazioni ad alta risoluzione angolare ( $\sim 0.04''$ ) non essendo esso limitato dal seeing come invece lo sono i telescopi *ground based*, risultando quindi particolarmente utile per condurre osservazioni in ambienti molto densi, come le regioni più interne degli ammassi globulari.

HST orbita a 569 km di distanza dalla Terra. È un telescopio riflettore Ritchey-Chrétien (Figura 2.11) da 2.4 m di diametro, che opera nell'intervallo di lunghezza

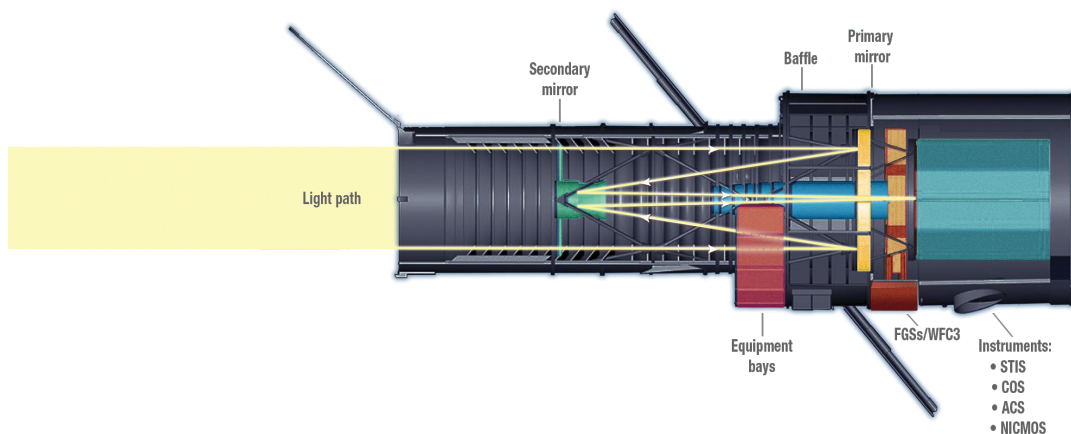




**Figura 2.10:** Il telescopio spaziale Hubble. Credit to NASA/ESA

d'onda che va dall'ultravioletto fino al vicino infrarosso.

La strumentazione di cui il telescopio dispone include diversi spettrografi e camere CCD di vario tipo, permettendo di condurre osservazioni che includono imaging ad alta risoluzione e spettroscopia in un ampio range di lunghezza d'onda. In futuro HST verrà affiancato dal telescopio spaziale James Webb (*James Webb Space Telescope*, JWST), il cui lancio è previsto nel 2021 e che opererà nello spettro del visibile fino al medio infrarosso ( $0.6 - 27\mu\text{m}$ ) estendendo quindi il range di lunghezza d'onda coperto attualmente da HST.



**Figura 2.11:** Configurazione ottica di HST. Credit to NASA

Vediamo ora una descrizione dei principali strumenti attualmente in uso su HST <sup>8</sup>:

- **Advanced Camera for Surveys (ACS)**: questa camera è costituita da 3 canali indipendenti che operano dall'ultravioletto fino al vicino infrarosso. Essi sono: Wide field Channel (WFC), High Resolution Channel (HRC) e Solar Blind Channel (SBC). WFC ha un FoV di 202" x 202" e viene impiegata per osservazioni a grande campo nel visibile e nel vicino IR, HRC copre un campo di vista di 29.1" x 26.1" ed è stata progettata per osservazioni ad alta risoluzione, mentre SBC possiede un FoV di 34.59" x 30.8" ed osserva esclusivamente nell'ultravioletto.
- **Wide Field Camera 3 (WFC3)**: Costruita nel 2009, la WFC3 è una camera a grande campo con una copertura dello spettro che va dall'ultravioletto al vicino infrarosso. Essa è costituita da due canali: UVIS (Ultraviolet-Visible Channel) che opera da 200 a 1000nm e ha un FoV di 162" x 162", e IR (Infrared Channel) che va da 900 a 1700nm e copre un campo di vista di 136" x 123".
- **Cosmic Origins Spectrograph (COS)**: è uno spettrografo che opera nel range ultravioletto da 115 a 320nm ed è diviso in due canali: uno che copre la parte del far-UV da 115 a 205nm, e un altro il near-UV da 205 a 320nm.
- **Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS)**: spettrografo che osserva un range più ampio rispetto a COS, coprendo dall'UV (115nm) al near-IR (1000nm).
- **The Fine Guidance Sensors (FGS)**: è il sistema di guida di HST che serve per mantenere il telescopio accuratamente puntato durante un'osservazione. Può essere usato anche come strumento scientifico, in quanto è in grado di eseguire astrometria in maniera accurata, con precisione dell'ordine di 0,0003".

In questo lavoro di tesi sono stati utilizzati dei dataset, i quali verranno descritti in seguito nel paragrafo 2.4, acquisiti con le camere ACS/WFC, ACS/HRC e WFC3/UVIS. Nella Tabella 2.5 vengono elencate le principali caratteristiche di questi tre strumenti.

---

<sup>8</sup><http://www.stsci.edu/hst/instrumentation>

	ACS/WFC	ACS/HRC	WFC3/UVIS
Dimensioni CCD (pixel)	4096 x 2048	1024 x 1024	4096 x 2051
Campo di vista (arcsec)	202 x 202	29.1 x 26.1	162 x 162
Pixel scale (arcsec <sup>2</sup> /pixel)	0.05	0.028 x 0.025	0.04
Range spettrale (nm)	350 - 1100	170 - 1100	200 - 1000

**Tabella 2.5:** Caratteristiche delle camere utilizzate

Per quanto riguarda i filtri fotometrici, HST ne possiede sia a banda larga che a banda stretta. ACS utilizza due ruote di filtri in condivisione tra le camere WFC e HRC, più una terza ruota impiegata esclusivamente da SBC (Ubeda et al. 2012[30]).

La WFC3 dispone di 48 filtri per il canale UVIS e 17 per il canale IR.

Nella Tabella 2.6 vengono riportate le principali caratteristiche di alcuni dei filtri a banda larga delle camere ACS/WFC, ACS/HRC e WFC3/UVIS.<sup>9</sup>

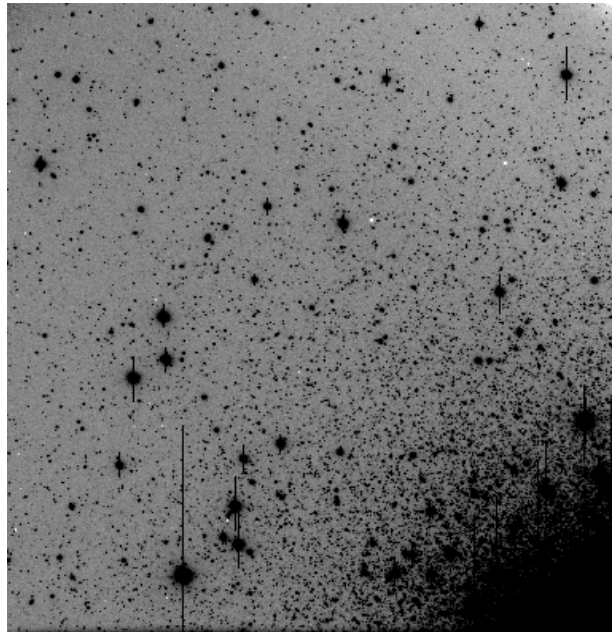
Filtro	$\lambda$ centrale (Å)	FWHM (Å)
F220W	2228	485
F275W	2750	500
F336W	3375	550
F435W	4297	1038
F438W	4320	695
F475W	4760	1458
F606W	5907	2342
F775W	7764	1528
F814W	8333	2511

**Tabella 2.6:** Caratteristiche dei principali filtri fotometrici delle tre camere in esame

<sup>9</sup><https://wfc3.gsfc.nasa.gov/tech/filters-uvvis.html>

## 2.4 Presentazione dei dataset

I dati analizzati in questo lavoro di tesi sono relativi all'ammasso globulare M15 (NGC 7078), del quale sono stati ridotti due dataset che campionano le regioni esterne dell'ammasso. Abbiamo poi utilizzato dati complementari presenti in letteratura per campionare anche le zone centrali. Le osservazioni relative al primo dataset sono state condotte attraverso **VIMOS**, installato sul fuoco Nasmyth B del telescopio UT3 del VLT. Questo dataset è stato ottenuto mediante il proposal "Prop ID: 097.D-0145(A), PI: Dalessandro". Le osservazioni si sono svolte in due periodi: la prima tra Luglio e Settembre 2016, la seconda nel Luglio 2017. Poiché uno degli scopi è quello di ottenere la distribuzione radiale della frazione di binarie nelle regioni esterne di questo ammasso, le osservazioni sono state ottimizzate per campionare le stelle nella regione di bassa luminosità della MS, fino a 5 - 6 magnitudini sotto il punto di Turn-Off. Questa zona corrisponde ad un valore di  $V$  dell'ordine di 25, a cui si è arrivati tramite osservazioni con i tempi di esposizione sottoindicati, che hanno fornito dati con un rapporto segnale rumore di circa 20-30.



**Figura 2.12:** Dettaglio del chip 1 di un'immagine di M15 presa con il filtro I di VIMOS

Le immagini del dataset sono state ottenute utilizzando i filtri V e I del sistema fotometrico di Johnson (Figura 2.12). In particolare sono state acquisite 12 immagini in banda V e 8 in banda I, per un totale di 20 immagini scientifiche, più una serie di file di *bias* e *flat* per le operazioni di pre-riduzione (si veda la sezione successiva).

Per ciascuna immagine scientifica, i tempi di esposizione sono stati di 280 secondi per il filtro I e 305 secondi per il filtro V; per un totale di 5900 secondi di esposizione in entrambe le bande (Tabella 2.7).

Filtro	numero di immagini	$t_{exp}$ (s)	$t_{exp}$ tot (s)
V	12	305	5900
I	8	280	

**Tabella 2.7:** Tempi di esposizione delle osservazioni VIMOS nei diversi filtri

In seguito, è stato ridotto un dataset relativo a osservazioni poco profonde e a grande campo condotte con il telescopio ground-based **CFHT**. Il dataset è costituito da 6 immagini da 20 secondi in banda V e 3 immagini da 5 secondi per il filtro I, acquisite tramite la camera CFH12K, la quale, avendo un campo di vista superiore anche a quello di VIMOS, è stata utilizzata per andare a selezionare le Blue Stragglers a distanze superiori ai 90" dal centro dell'ammasso. Le osservazioni poco fonde, inoltre, hanno il vantaggio di riuscire a campionare anche le popolazioni più brillanti come l'RGB o l'HB, le cui stelle saturano nelle osservazioni profonde di VIMOS. Proprio l'RGB, infatti, è stato utilizzato come popolazione di riferimento per costruire la distribuzione radiale delle Blue Stragglers.

Questo due dataset sono relativi a osservazioni delle regioni esterne dell'ammasso, dove, in virtù della densità stellare relativamente bassa, si riesce a raggiungere un'elevata accuratezza fotometrica anche con strumenti ground-based *seeing limited*. Per le regioni più interne, dove invece la densità stellare è talmente elevata da richiedere necessariamente fotometria ad alta risoluzione angolare, questi dataset sono stati integrati con osservazioni condotte con **HST**. In particolare, sono stati utilizzati i seguenti cataloghi fotometrici in banda ottica e ultravioletta presenti in letteratura:

- Un dataset di M15 acquisito con il canale WFC della camera ACS, nell'ambito dell'*ACS Survey of Galactic Globular Clusters* (proposal: GO-10775, PI: Sarajedini; Sarajedini et al. 2007 [31]). Questa survey è stata condotta con lo scopo di ottenere fotometria con un rapporto segnale rumore (S/N) maggiore di  $\sim 10$  per le stelle di Main Sequence con massa superiore a  $\sim 0.2M_{\odot}$  in un campione di circa 50 ammassi globulari galattici.

Le osservazioni sono state eseguite con i filtri F606W e F814W ( $\sim V$  e I di Johnson), con un'esposizione breve e 4-5 esposizioni lunghe per ciascun filtro. Le magnitudini del catalogo fotometrico finale, sono state calibrate riportandole sul sistema di magnitudini VEGAmag.

In questo lavoro di tesi, il suddetto dataset è stato utilizzato per calcolare la funzione di massa e la frazione di stelle binarie lungo la MS nelle regioni interne di M15, in virtù delle caratteristiche della ACS/WFC, come la pixel scale di  $0.05''/\text{pixel}$  e il FoV di  $202'' \times 202''$  (Tabella 2.5) che assicurano alta risoluzione e un buon campo di vista in banda ottica. Il CMD di questo dataset è mostrato in Figura 2.14.

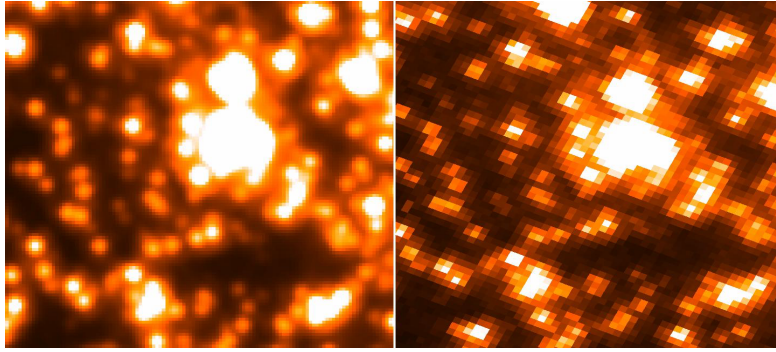
- Un dataset ottenuto con il canale UVIS della camera WFC3 descritto in Beccari et al. 2019 [27] acquisito all'interno della *The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters* (proposal: GO-13297; PI: Piotto; Piotto et al. 2015 [32]; Nardiello et al. 2018 [33]).

Questa survey era volta a campionare 56 ammassi globulari in banda ottica-vicino ultravioletta, selezionati tra quelli osservati in banda ottica nella survey GO-10775 (PI: A. Sarajedini). Le immagini sono state ottenute tramite i filtri F275W, F336W e F438W.

La scelta di questo dataset per il nostro lavoro di tesi è stata utile per calcolare la distribuzione radiale delle Blue Stragglers, che essendo oggetti caldi, sono meglio osservabili in banda ultravioletta. WFC3/UVIS ha performance ottiche simili al canale WFC della camera ACS: dalla Tabella 1.5 si evince che entrambe hanno un CCD delle stesse dimensioni, con UVIS che copre un campo di vista di  $162'' \times 162''$ , leggermente inferiore all'ACS/WFC dovuto alla sua minore pixel scale ( $0.04''/\text{pixel}$ ) ma paragonabile. Il vantaggio della WFC3/UVIS quindi sta nell'aver anche una sensibilità ultravioletta che ACS/WFC non possiede. In virtù di queste caratteristiche, questo dataset è stato utilizzato per selezionare le Blue Straggler nelle regioni intermedie dell'ammasso, a una distanza radiale che va dai  $15''$  (circa due volte il raggio di core) fino ai  $90''$ . Il CMD di questo dataset è mostrato in Figura 2.15.

- Un dataset ottenuto con il canale ad alta risoluzione HRC di ACS. Questo dataset (Beccari et al. 2019), consiste in 13 immagini da 125 secondi di esposizione ciascuna, acquisite con il filtro F435W sotto il programma di osservazione GO-10401 (PI: Chandar) e 8 immagini da 290 secondi nel filtro F220W per il proposal GO-9792 (PI: Knigge).

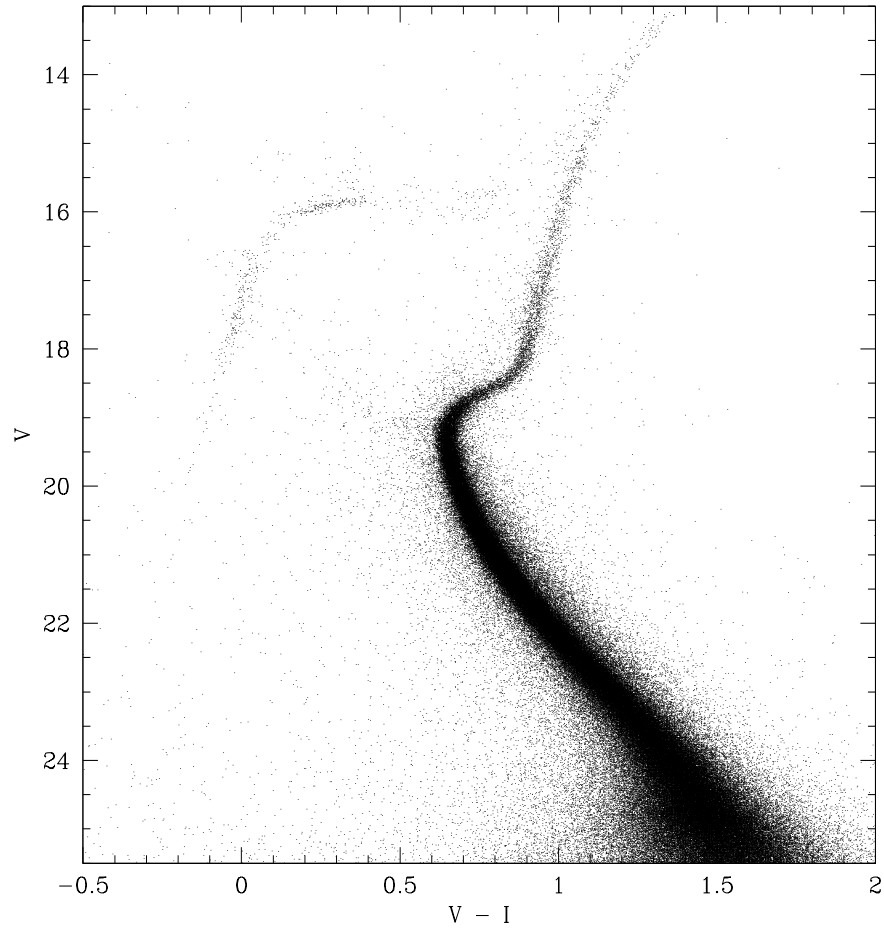
In aggiunta, sempre da Beccari et al. (2019), è stata eseguita anche un'analisi fotometrica delle immagini in F275W e F336W utilizzando come input un catalogo di coordinate delle stelle in comune con il precedente dataset di WFC3/UVIS, in modo tale che il catalogo di HRC contenesse anche le



**Figura 2.13:** confronto tra un frame *supersampled* di  $1,5'' \times 1,5''$  della regione centrale di M15 nel filtro F435W (sinistra) e quello osservato in una singola esposizione (destra).

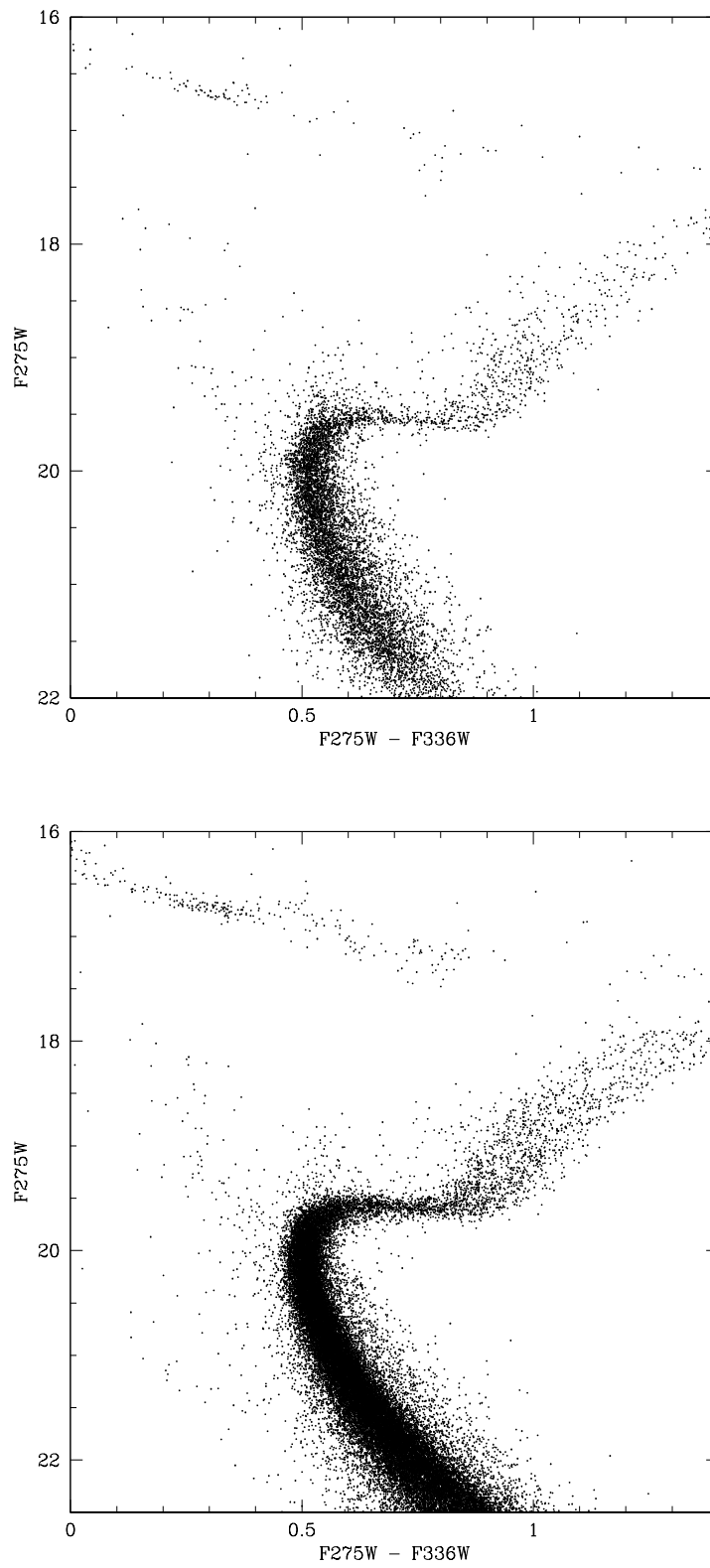
magnitudini in questi due filtri. In questo lavoro di tesi, questo catalogo di HRC si è rivelato estremamente importante per selezionare le Blue Stragglers nella regione più interna dell'ammasso ad una distanza dal centro inferiore ai  $15''$ , per la quale si rende necessario un potere risolutivo maggiore di quello offerto da UVIS e WFC. Ciò è stato possibile grazie all'eccellente risoluzione angolare fornita dall'High Resolution Channel di ACS in un campo di vista di  $29'' \times 26''$ , che in virtù della sua piccola pixel scale di  $0.028 \times 0.025 \text{ arcsec}^2/\text{pixel}$ , permette un ottimo campionamento della PSF.

Per migliorare ulteriormente le già ottime performance di risoluzione di HRC, Beccari et al. 2019 hanno combinato le immagini usando un software dedicato sviluppato da Jay Anderson allo Space Telescope Science Institute di Baltimora. Il software combina le singole immagini *raw* di una data banda per migliorare il campionamento della PSF (Figura 2.13). Questo metodo di *supersampling* riduce ancora di più la già piccola pixel scale a  $0.0125 \times 0.0125 \text{ arcsec}^2/\text{pixel}$ , permettendo quindi di raddoppiare la risoluzione spaziale effettiva, risultando fondamentale nella regione più interna dell'ammasso dove l'elevata densità di stelle mette a dura prova anche le già ottime performance di HRC. Il CMD di questo dataset è mostrato in Figura 2.15.



**Figura 2.14:** CMD ottico ottenuto dal dataset di ACS/WFC





**Figura 2.15:** CMD ultravioletti corrispondenti ai dataset di ACS/HRC (in alto) e WFC3/UVIS (in basso).



# Capitolo 3

## Analisi dei dati

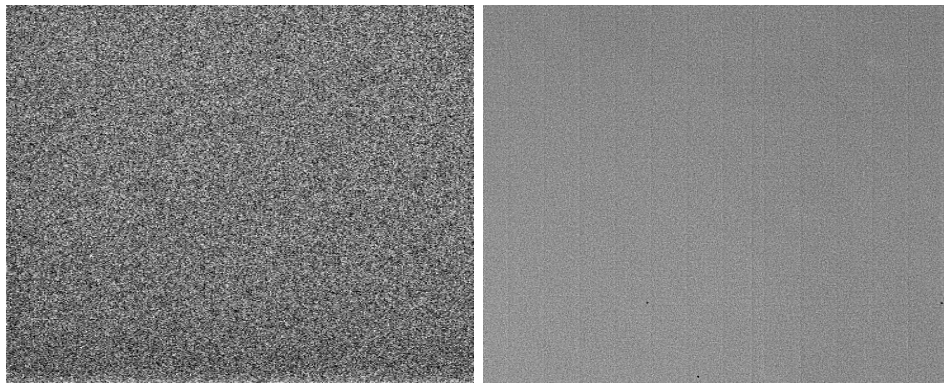
Vengono ora illustrate le tecniche ed i software utilizzati per l'analisi fotometrica del dataset di VIMOS a nostra disposizione, a partire dalle procedure preliminari di pre-riduzione fino ad arrivare alla creazione del catalogo finale opportunamente astrometrizzato e calibrato in magnitudine. Per la riduzione del dataset di CFH12K è stata adottata la stessa procedura, pertanto gli step eseguiti per compiere l'analisi fotometrica verranno descritti nel dettaglio solo per VIMOS.

### 3.1 Operazioni di pre-riduzione

Prima di procedere con le operazioni di riduzione dati, è necessario compiere alcune procedure preliminari sulle immagini. Occorre infatti che le immagini scientifiche vengano opportunamente preparate per una corretta analisi fotometrica. Le due operazioni più importanti da compiere sono:

- **Correzione per bias.** Questo tipo di correzione serve per eliminare il rumore intrinseco associato all'elettronica dello strumento, il quale fin dalla sua accensione genera dei conteggi spuri che non provengono dalla sorgente osservata e che vengono rivelati dal detector. A questo scopo, si acquisiscono un certo numero di *bias-frames* (Figura 3.1, sinistra): essi sono delle immagini che contengono solo rumore strumentale, che si ottengono tenendo l'otturatore chiuso e usando un brevissimo tempo di esposizione ( $\sim 0.5$  secondi). Questi frames vengono combinati per generare un *master-bias*, in cui in ogni pixel c'è la mediana dei valori dei singoli *bias-frames* al pixel corrispondente. Esso andrà sottratto poi a tutte le immagini scientifiche. Questa operazione viene svolta dal software **IRAF** - Image Reduction and Analysis Facility, tramite la task *ccdproc*. Nel caso di questo dataset, sono stati acquisiti 30 bias frames durante le osservazioni del 2016 e 25 nel 2017.

- **Correzione per flat.** Questa operazione serve per correggere la risposta non uniforme dei pixel all'interno del CCD. Ogni pixel, infatti, si comporta come un rivelatore indipendente e pertanto può avere una sensibilità diversa da un altro. Ad esempio, se il segnale di due stelle con la stessa magnitudine incide su due pixel che hanno una diversa sensibilità, le due stelle risulteranno avere flussi diversi. Inoltre, la risposta dipende anche dal filtro utilizzato. Occorre quindi uniformare la risposta di tutti i pixel del CCD e questo lo si fa tramite l'acquisizione di alcuni *flat-field* (Figura 3.1, destra). Essi possono essere ottenuti osservando la cupola con le luci accese, le quali garantiscono un'illuminazione uniforme nel campo di vista, o osservando il cielo al crepuscolo o all'alba quando l'emissione da parte delle stelle è trascurabile rispetto a quella del cielo. Nel primo caso si parla di *dome-flat*, nel secondo caso invece si parla di *sky-flat*. Si può utilizzare l'una o l'altra tecnica, l'importante è che l'immagine che si va ad osservare sia illuminata quanto più omogeneamente possibile. Il vantaggio dello sky-flat risiede nell'avere un'illuminazione più realistica e meno artificiale della cupola illuminata. Gli svantaggi sono collegati alla rapida variabilità del cielo all'alba e al tramonto e alla possibilità che si osservino anche delle sorgenti stellari (che andranno poi rimosse). Il dome-flat invece è caratterizzato dall'avere un maggiore rapporto segnale rumore, ma ha lo svantaggio di possedere un'illuminazione meno realistica. Per questo dataset è stata utilizzata la tecnica dello sky-flat e sono stati acquisiti 25 flat-field nel 2016 (11 in banda V e 14 in banda I) e 12 nel 2017 (6 per ciascuna banda). Ad ogni immagine di flat viene sottratto il bias. Esse vengono poi combinate per filtro e la mediana rappresenta il *master-flat*. Ogni immagine viene moltiplicata per l'inverso del *master-flat* attraverso la task *flatcombine*.



**Figura 3.1:** Un bias-frame (a sinistra) e un flat-frame ripreso nel filtro I (a destra)

## 3.2 Riduzione dati

Dopo aver eseguito le operazioni preliminari di correzione per bias e flat, le immagini scientifiche sono pronte ad essere analizzate per ottenere il catalogo fotometrico con coordinate e magnitudini delle stelle. La riduzione dati è stata eseguita con il software DAOPHOT II: *The next generation* (Stetson, Peter B. 1987)[34].

### 3.2.1 Ricerca delle sorgenti

Il primo step da compiere per eseguire l'analisi fotometrica è quello dell'identificazione delle sorgenti stellari all'interno delle immagini. Questa operazione richiede la conoscenza della FWHM (*Full Width Half Maximum*) della PSF<sup>1</sup>. La FWHM è la larghezza a metà altezza della funzione che modellerà il profilo di PSF delle stelle, che, come vedremo in seguito, sarà alla base della tecnica del *psf-fitting*, su cui una parte dell'analisi fotometrica di questo lavoro si basa. Per determinare la FWHM, si scelgono circa 10-15 stelle rappresentative da ciascuna immagine (di diversi chip) e si calcola la media dei valori delle FWHM delle stelle scelte. Questa operazione è stata eseguita tramite la task *daoedit* di IRAF, che permette di selezionare le suddette stelle dopo averne osservato il profilo di brillantezza e aver stabilito quali sono quelle con il profilo migliore. Questa scelta deve rispettare alcuni criteri, ovvero le stelle devono essere:

- sufficientemente brillanti, in modo da assicurare un alto rapporto segnale/rumore,
- isolate, per evitare problemi di blending con stelle vicine e riuscire quindi ad osservare le ali della PSF della singola stella,
- non sature, dato che il profilo di brillantezza di una stella satura non è rappresentativo del profilo di brillantezza intrinseco della stella. Il valore di saturazione è posto a 65500 conteggi per pixel.

Osservando quindi la forma del profilo di brillantezza di una determinata stella, si riesce a capire se essa rientra nei criteri sopracitati. È opportuno compiere questa operazione su ciascuna immagine, dato che la FWHM cambia a seconda del filtro utilizzato e nel tempo, dato che tra l'acquisizione di un'immagine e l'altra il valore del seeing può variare anche all'interno della stessa notte.

Dopo aver determinato un valore medio di FWHM per ciascuna immagine, si passa ad utilizzare DAOPHOT II per settare tutti gli altri parametri utili alla ricerca delle sorgenti. Nella Tabella 3.1 vengono riportati alcuni valori utili alla nostra analisi:

---

<sup>1</sup>Point Spread Function: risposta di una sorgente puntiforme sul piano focale dello strumento

Parametro	Valore
Re	2.25
Ga	2.00
Hi	30000
PS	20
Varia	1
Analytic	-6
Thre	20
FWHM	2.00
Fitt	4.00

**Tabella 3.1:** Tabella con i parametri contenuti nel file daophot.opt, utili all'analisi fotometrica.

Oltre alla ricerca delle sorgenti, questi parametri saranno utili anche nei passaggi successivi dell'analisi fotometrica. Vediamo brevemente a cosa si riferiscono:

- Re: è il read-out noise espresso in *Analogic Digital Units*(ADU). Rappresenta il rumore di lettura dello strumento ed è legato all'elettronica, pertanto è diverso per ciascun chip. Il read-out noise delle immagini è riportato nel loro *header*, dove è espresso in  $[e^-]$ . Per poter essere utilizzato dal software, occorre convertirlo in "ADU". Il fattore di conversione sarà il gain.
- Ga: guadagno dello strumento (gain). Anch'esso è riportato nell'header delle immagini ed è dato proprio dal rapporto  $[e^-/ADU]$ .
- Hi: è la soglia massima di conteggi al di sopra del quale le sorgenti vengono scartate. Il suo valore non deve superare il livello di saturazione dei 65500  $e^-/pixel$ .
- PS: PSF radius. Rappresenta il raggio oltre il quale vengono troncate le ali della funzione che modella la PSF dell'immagine, la sua misura è espressa in pixel.
- Varia: Dal momento che è possibile optare sia per una PSF costante nel campo di vista che per una variabile, tale parametro esprime con quale grado polinomiale varia la PSF spazialmente: se impostato a 1 varia in maniera lineare, 2 quadratica, 3 cubica e così via.
- Analytic: indica le tipologie di funzioni disponibili come modello di PSF. Esse sono 6 e impostando il valore a -6 nella determinazione del miglior profilo di PSF, l'algoritmo prova tutte e 6 le funzioni disponibili.

- **Thre**: è la soglia minima di background al di sopra della quale le sorgenti vengono considerate. La si esprime in unità di  $\sigma$  dei conteggi del fondo. Nel fissare questo valore di soglia, bisogna prestare attenzione a non porlo né troppo elevato, altrimenti le stelle più deboli non verranno rilevate, né troppo basso, per evitare di considerare anche le fluttuazioni di fondo.
- **FWHM**: è il valore medio della FWHM delle stelle rappresentative di ciascuna immagine e lo si esprime in pixel. Per ogni immagine verrà utilizzato il valore calcolato con *daoedit*. Per le immagini di questo dataset i valori di FWHM variano da 2.33 fino a circa 5 pixel, a seconda delle condizioni del seeing che al momento dell'osservazione possono variare e causare modifiche nella larghezza della PSF.
- **Fitt**: rappresenta il raggio entro cui verrà effettuato il fit del profilo di PSF, tipicamente gli si assegna un valore pari a due volte quello della FWHM (in pixel).

Dopo aver impostato correttamente tutti questi parametri per le diverse immagini, si può procedere alla ricerca delle sorgenti tramite la task **daofind** di DAOPHOT II, che fornirà, oltre al catalogo con le coordinate delle stelle rilevate, anche una prima stima delle magnitudini, calcolate tramite la tecnica della fotometria d'apertura. Il valore di soglia del background in questa fase è stato impostato  $20\sigma$  per una prima analisi in cui verranno considerati solo le sorgenti più brillanti (ma non sature).

### 3.2.2 Fotometria d'apertura

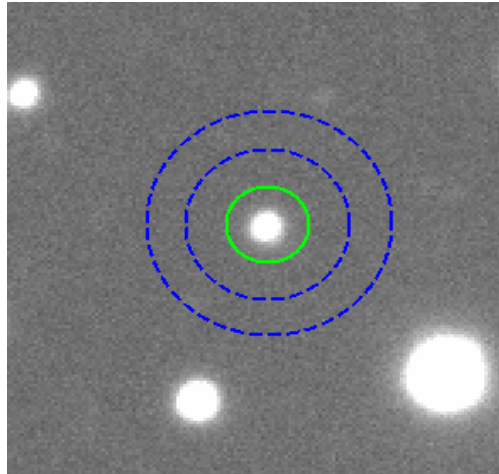
La magnitudine di apertura è definita come la somma dei conteggi di una sorgente entro un'area, tipicamente circolare, centrata sulla sorgente stessa. Solitamente si stima anche il contributo del background non risolto, sommando i conteggi in un anello esterno (Figura 3.2). La magnitudine della sorgente considerata sarà quindi:

$$mag = -2.5 \log(S_{S+B} - S_B) \quad (3.1)$$

Dove  $S_{S+B}$  si riferisce ai conteggi all'interno dell'apertura in cui cadono sia stella che background,  $S_B$  sono i conteggi dell'anello esterno contenente solo cielo.

La fotometria d'apertura è adatta per calcolare le magnitudini di stelle isolate o comunque appartenenti a campi poco popolati, ma è poco indicata negli ambienti estremamente densi di stelle come gli ammassi globulari (e in particolar modo le loro regioni più interne), in quanto è estremamente probabile che il profilo di brillantezza di ogni stella sia contaminato da stelle vicine. In questi casi, per eseguire

un'analisi più accurata, si utilizza la tecnica del PSF-fitting. Ad ogni modo, la fotometria d'apertura resta comunque un buon punto di partenza, in quanto fornisce una prima stima delle magnitudini delle sorgenti rilevate quando non si è ancora costruito un modello di PSF.



**Figura 3.2:** Rappresentazione della fotometria d'apertura: il cerchio verde delimita l'area dell'apertura in cui cadono i conteggi sia della stella che del background; le linee tratteggiate blu delimitano l'anello entro cui si ha solo il contributo del cielo.

### 3.2.3 PSF-fitting

Dopo aver ottenuto una prima stima delle magnitudini del nostro catalogo tramite fotometria d'apertura, bisogna ottenere una misura più precisa di queste, dato che, come accennato in precedenza, la sola fotometria d'apertura non è indicata in campi stellari estremamente popolati. Il primo step è cercare di costruire un modello di PSF ottenuto a partire da un certo campione di stelle rappresentative del nostro catalogo. Queste stelle dovranno quindi essere brillanti ma non sature, e soprattutto isolate, per evitare proprio problemi di contaminazione da parte di stelle vicine. La scelta del modello analitico viene fatta a partire da 6 diverse funzioni disponibili, il software sceglie il modello migliore in base a un test del  $\chi^2$ . I 6 modelli possibili di PSF sono [35]:

- Gaussiana: ha 2 parametri liberi: la full width half maximum in x e y. Può quindi essere di forma ellittica, ma per mantenere tempi computazionali più rapidi, gli assi dell'ellisse sono allineati con le direzioni x e y nell'immagine.



- Lorentziana: ha 3 parametri liberi, La FWHM in x e y, e un angolo che individua la posizione dell'asse maggiore dell'ellisse.
- Moffat 15: Moffattiana con  $\beta = 1.5$ . Ha 3 parametri liberi e può essere scritta come:

$$f(z) \propto \frac{1}{(1 + z^2)^\beta} \quad (3.2)$$

dove  $z^2$  ha la forma di

$$z^2 = \frac{x^2}{\alpha_x^2} + \frac{y^2}{\alpha_y^2} + \alpha_{xy}xy \quad (3.3)$$

- Moffat 25: Moffattiana con gli stessi 3 parametri liberi ma  $\beta = 2.5$ . Il valore di  $\beta$  è legato alle ali della funzione.
- Penny 1: è la somma tra una Gaussiana e una Lorentziana. La Gaussiana può essere inclinata rispetto alle direzioni x e y dell'immagine, ha pertanto 4 parametri liberi: la FWHM in x e y, l'ampiezza della Gaussiana al picco del profilo stellare, e l'angolo della Gaussiana inclinata.
- Penny 2: funzione Penny con 5 parametri liberi, dato che in questo caso l'ellisse sia della Gaussiana che della Lorentziana può essere non allineata alle direzioni x e y dell'immagine.

Oltre al tipo di funzione, occorre specificare anche quante stelle rappresentative devono essere utilizzate per modellizzare il profilo di PSF, la magnitudine limite che queste devono avere (stimata in precedenza con la fotometria di apertura), e in che range di magnitudine devono trovarsi.

Il modello di PSF che meglio riproduce la lista di stelle selezionate sarà utilizzato per andare a riprodurre i profili di brillantezza delle stelle tramite una procedura iterativa. Ciò viene eseguito dalla task **allstar**.

Per le immagini del nostro dataset, le funzioni che meglio riproducono il modello di PSF sono Moffat 25 e Penny 1, le cui informazioni e parametri sono contenute nel file *.psf*. Al termine della procedura di psf-fitting, oltre a questo file, per ciascuna immagine vengono restituiti come output: la lista delle stelle usate per costruire il modello di PSF, il file *.als* contenente tutte le stelle che sono state fittate con **allstar** e le magnitudini rilevate e l'immagine dei residui che contiene le stelle sottratte dal catalogo iniziale delle stelle rilevate.

Giunti a questo punto, l'intera analisi fotometrica viene ripetuta utilizzando una threshold di  $3\sigma$  e alzando il valore di soglia massima fin quasi al limite di saturazione. In questo modo, mantenendo il modello di PSF trovato sulla base di stelle brillanti e non sature, si va ad ampliare il catalogo di stelle rilevate andando ad

includere anche le più deboli e quelle molto brillanti. Naturalmente tutte queste stelle dovranno essere fittate con il modello di PSF già ottenuto in precedenza, pertanto il passaggio in cui esso viene calcolato dovrà essere saltato. Alla fine otterremo dei nuovi file *.als* che conterranno molte più stelle, e in questi cataloghi vengono riportate le posizioni, le magnitudini con gli errori,  $\chi^2$  e sharpness<sup>2</sup>.

### 3.2.4 Cross-correlazione tra i cataloghi

Dopo aver generato i cataloghi con le posizioni e le magnitudini delle stelle, occorre combinare, per ciascun chip, tutti i file *.als*. Per questo scopo, è necessario calcolare le trasformazioni geometriche relative tra il sistema di riferimento di ogni singola immagine. Questa operazione viene eseguita attraverso la task **daomatch** per le immagini relative ad un dato chip. Poi si passa agli altri chip e si ripete il processo per tutte le immagini restanti di entrambi i filtri I e V. Queste trasformazioni, che nel caso più semplice possono essere di tipo traslazionale, o anche rotazionale, vengono salvate in un file *.mch*, e permettono di identificare la stessa stella nelle diverse immagini.

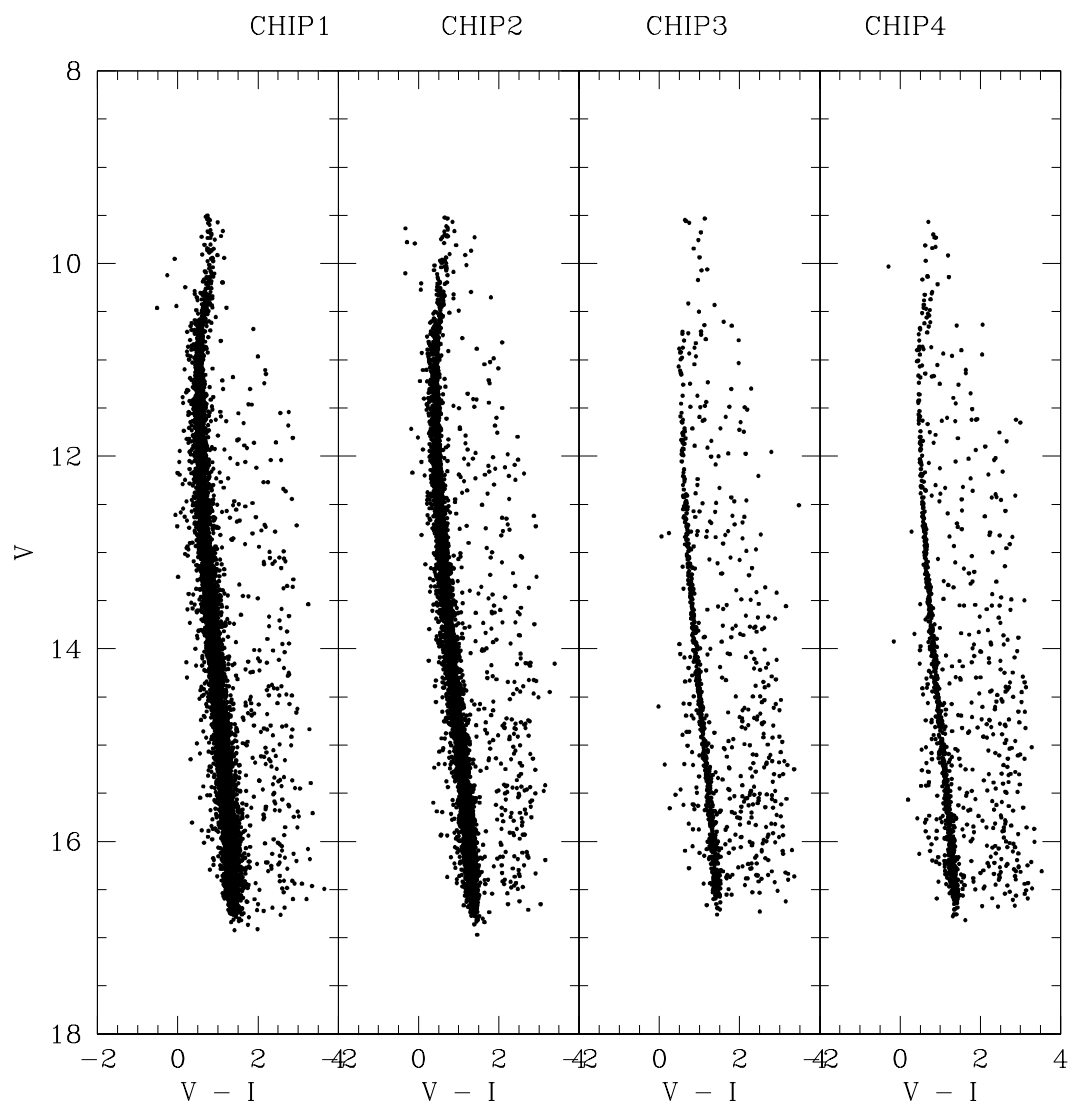
Usando queste trasformazioni si combinano i singoli file *.als*. Per ogni chip e banda abbiamo costruito un catalogo composto dalle stelle per cui è stato possibile derivare una magnitudine in almeno metà delle immagini disponibili (4 per il filtro I e 6 per il filtro V). La task che svolge questo passaggio è **daomaster**, che usa i file *.als* e le trasformazioni contenute nel file *.mch* e restituisce in output un file combinato *.mag*.

### 3.2.5 Diagrammi colore-magnitudine preliminari

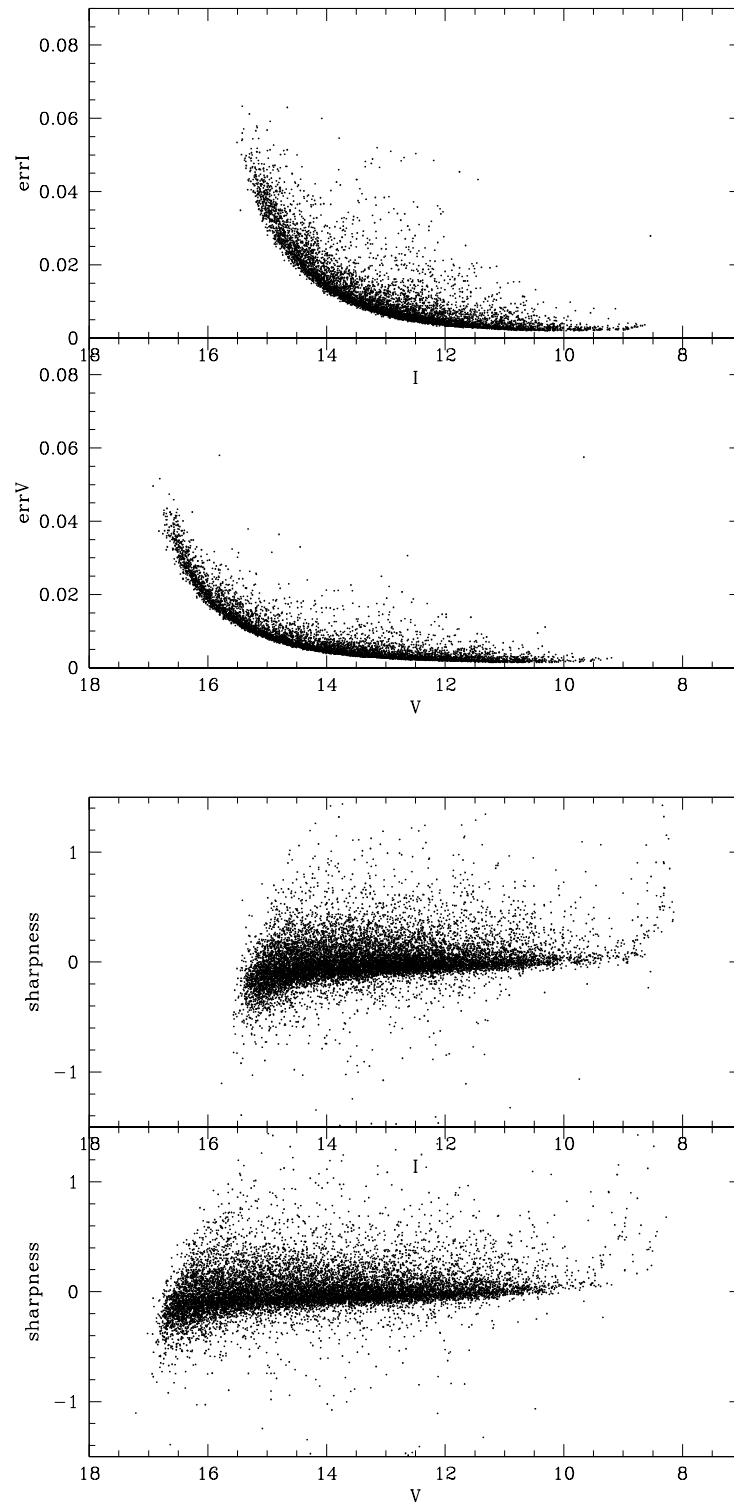
L'ultimo step consiste nel combinare con **daomaster** i due cataloghi *.mag* ottenuti per le due bande in ogni chip, allo scopo di ottenere un unico catalogo in cui ciascuna stella abbia la magnitudine sia I che V. Con questa operazione si ottiene quindi il catalogo finale in formato *.raw*, contenente le magnitudini strumentali, da cui si può plottare un primo CMD (Figura 3.3), l'errore sulle magnitudini e la sharpness per i due filtri (Figura 3.4).

---

<sup>2</sup>fornisce una misura della dimensione intrinseca dell'oggetto rispetto al modello di PSF



**Figura 3.3:** CMD preliminari dei 4 chip ottenuti a seguito della procedura allstar



**Figura 3.4:** andamento degli errori sulle magnitudini in entrambe le bande (in alto), e della sharpness (in basso), in funzione della magnitudine I e V. I plot sono relativi al chip 1

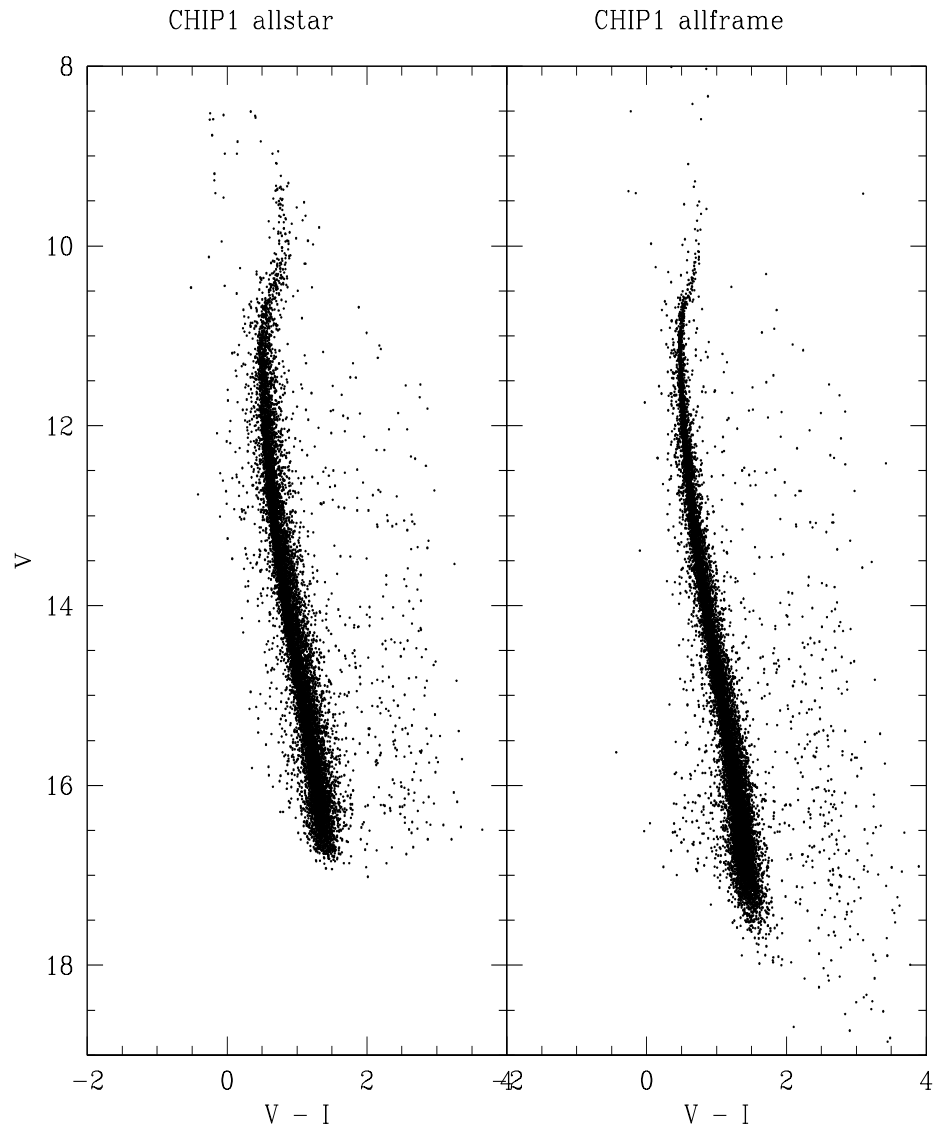
Questi cataloghi *.raw*, che includono le stelle che soddisfano i criteri di selezione adottati precedentemente, contengono le magnitudini strumentali in entrambe le bande e pertanto potrebbero già essere utilizzati per essere astrometrizzati e calibrati. Tuttavia è possibile migliorare ulteriormente l'analisi fotometrica, tramite la task **allframe**. L'uso di **allframe** ha tre vantaggi:

- la task rirproduce il profilo di brillantezza di ogni stella simultaneamente in ogni immagine, con un conseguente miglioramento nella determinazione del centroide.
- alla funzione analitica di PSF ottenuta precedentemente, **allframe** combina una matrice numerica di residui che migliorano la qualità del fit per ogni sorgente.
- **allframe** può usare un catalogo di riferimento (che tipicamente è quello con più sorgenti) e provare un fit anche su sorgenti sotto la soglia di threshold usata precedentemente.

L'**allframe** restituisce in output dei file *.alf*, a partire dai quali verranno effettuate nuovamente le procedure di cross-correlazione tra i cataloghi, in modo del tutto analogo a quanto fatto con gli *.als*. L'obiettivo è quello di creare un nuovo catalogo finale *.raw* con le magnitudini in entrambe le bande, questa volta ottenuto a partire da tutte le stelle fittate da **allframe**, pronto per essere astrometrizzato e calibrato.

Il catalogo completo così ottenuto, come detto, contiene più stelle di quelle precedentemente ricavate solo tramite l'utilizzo di **allstar**. In particolare, andando ad osservare il CMD relativo al nuovo catalogo, si vede che sono presenti stelle di circa una magnitudine più debole rispetto a prima.

Nella Figura 3.5 si può osservare proprio la differenza tra il CMD ottenuto solo con **allstar** e quello in cui è stato eseguito anche **allframe**, i plot si riferiscono al chip 1.



**Figura 3.5:** Diagrammi colore-magnitudine delle stelle del chip 1 con e senza *allframe*.

### 3.2.6 Astrometria

Le coordinate delle stelle presenti nel catalogo *.raw* ottenuto, sono di tipo strumentale. Esse vengono espresse in pixel e si riferiscono alle posizioni (x,y) delle stelle nel rivelatore, pertanto bisogna tradurle in coordinate assolute, ovvero Ascensione Retta (RA) e Declinazione (Dec).

Questa trasformazione viene eseguita mediante cross-correlazione con un catalogo di riferimento, in questo caso è stata utilizzata la "Data Release 2" del satellite Gaia<sup>3</sup>, rilasciata il 25 Aprile 2018. Gaia è una missione spaziale sviluppata dall'Agencia Spaziale Europea (ESA) con lo scopo di ottenere informazioni astrometriche di oltre 1 miliardo di stelle, catalogandone posizione, moti propri e parallasse (si veda anche Gaia Data Release 2, 2018 [36]).

La cross-correlazione è stata eseguita tramite il software **CataXcorr**, per ciascuno dei cataloghi dei 4 chip di VIMOS espressi in coordinate strumentali (x,y), con il catalogo Gaia di cui sono note le coordinate (RA,Dec). Utilizzando le stelle in comune, **CataXcorr** trova e applica la trasformazione geometrica con la quale trasformare (x,y) in (RA, Dec). Al termine della procedura si ottiene il catalogo astrometrizzato *.rot*, che è quello *.raw* a cui sono state aggiunte le due colonne relative alle coordinate RA e Dec.

### 3.2.7 Calibrazione delle magnitudini

L'ultimo step dell'analisi fotometrica è quello della calibrazione delle magnitudini, che consiste nel riportare le magnitudini strumentali del catalogo *.raw* ad un sistema fotometrico di riferimento. A questo scopo è stato utilizzato il catalogo pubblico di stelle standard fotometriche secondarie di Stetson<sup>4</sup>, che ha condotto l'analisi fotometrica di 48 ammassi globulari servendosi di dati di archivio, usando immagini ottenute con filtri nel sistema fotometrico di Johnson *UBVRI* [37].

La calibrazione consiste nel calcolare la differenza di magnitudine, per ciascuna banda, tra le stelle in comune dei due cataloghi. Come primo passo, si cercano le stelle in comune mediante **CataXcorr**, poi con **CataComb** si genera un nuovo catalogo in cui per ciascuna di queste stelle si riporta la magnitudine strumentale e quella calibrata. L'entità dello shift da applicare per eseguire la calibrazione, è stata calcolata come la media delle differenze nel range di magnitudine 16 - 20. La procedura per il calcolo della media è iterativa e prevede l'applicazione di una *sigma-rejection* a  $3\sigma$ <sup>5</sup>. Dopodiché il valor medio trovato lo si andrà a sommare

---

<sup>3</sup><https://www.cosmos.esa.int/gaia>

<sup>4</sup>[https://www.canfar.net/storage/list/STETSON/homogeneous/MNRAS\\_Photometry\\_for\\_48\\_Clusters/NGC7078](https://www.canfar.net/storage/list/STETSON/homogeneous/MNRAS_Photometry_for_48_Clusters/NGC7078)

<sup>5</sup>si calcola il valor medio n volte, ad ogni passo vengono rigettati i punti che si trovano oltre  $3\sigma$  dalla media

algebricamente alle magnitudini del catalogo da calibrare. Gli andamenti delle differenze di magnitudine relative ai primi due chip sono mostrati nella Figura 3.6. Il processo di calibrazione viene eseguito su tutti e 4 i chip per poi unirli tutti in un unico catalogo, che sarà quello definitivo astrometrizzato e calibrato (Figura 3.7).

Nella Tabella 3.2 vengono riportati i valori medi dello shift in magnitudine per le stelle dei 4 chip, sia in banda V che in banda I.

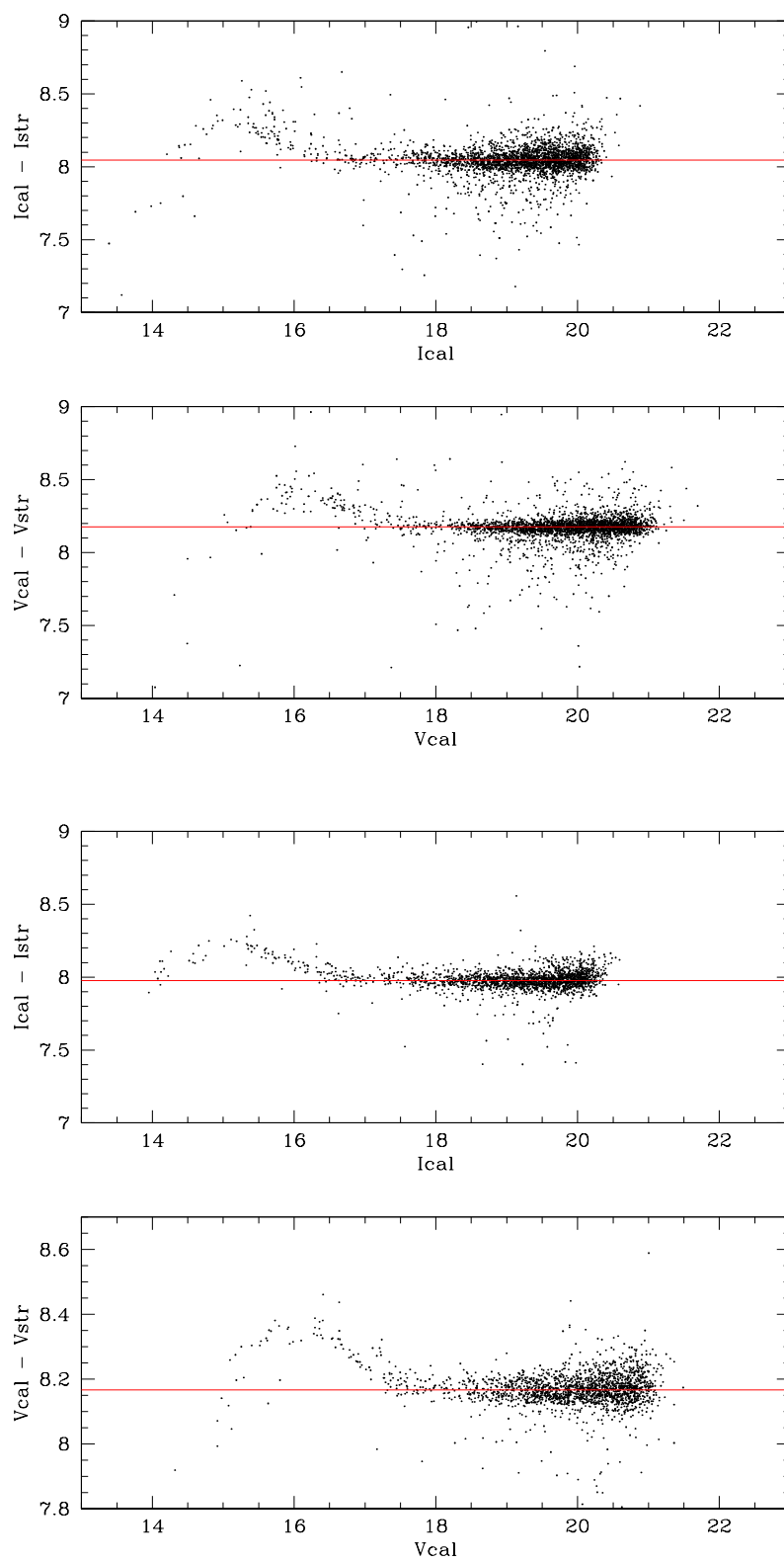
Chip	$\Delta V$	$\Delta I$
1	8.176	8.046
2	8.167	7.976
3	8.137	8.061
4	8.14	7.984

**Tabella 3.2:** Tabella con i valori medi degli shift in magnitudine per ciascun chip

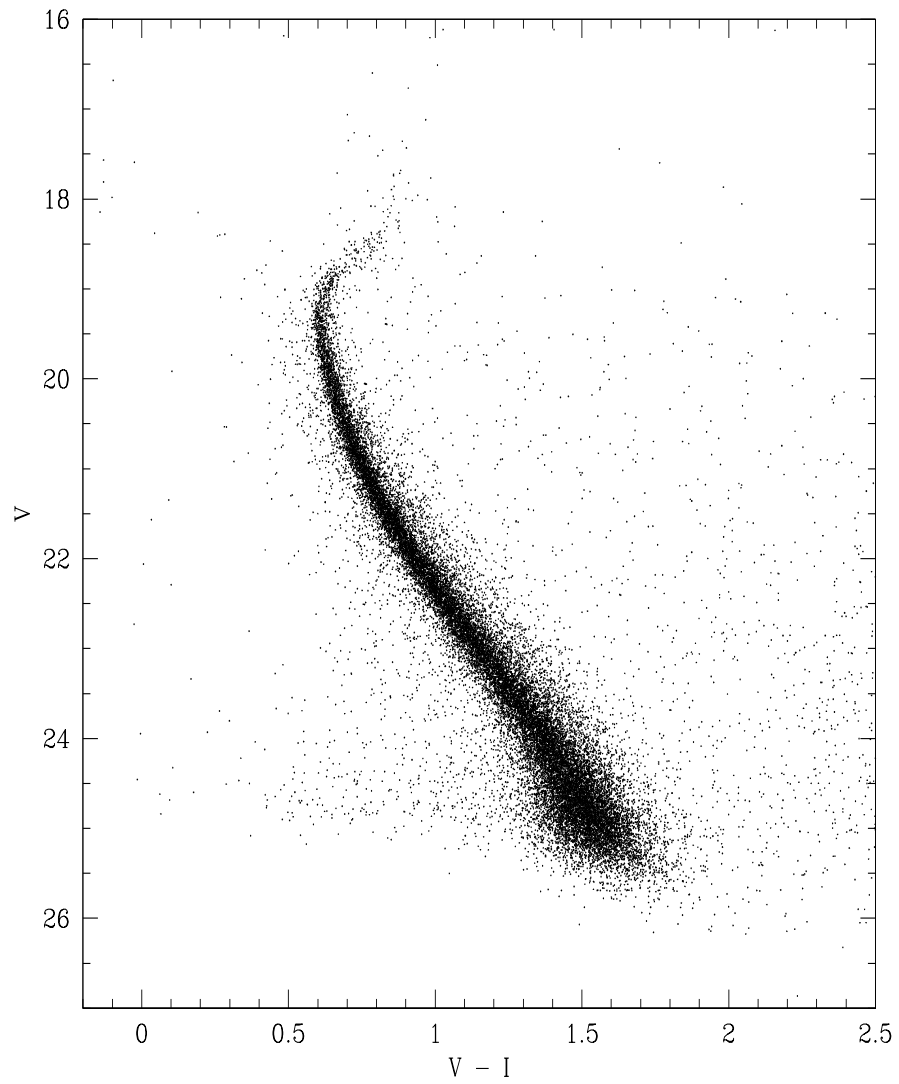
La stessa procedura di analisi fotometrica è stata condotta anche per il dataset di CFH12K, eseguendo di nuovo il PSF fitting con DAOPHOT II, la cross-correlazione tra i cataloghi nelle due bande, l'astrometria e la calibrazione delle magnitudini. Analogamente al dataset di VIMOS, per astrometrizzare e calibrare ci siamo serviti rispettivamente della "Data Release 2" di Gaia [36] e del catalogo di stelle standard fotometriche secondarie di Stetson.

Il diagramma colore-magnitudine finale è mostrato in Figura 3.8.

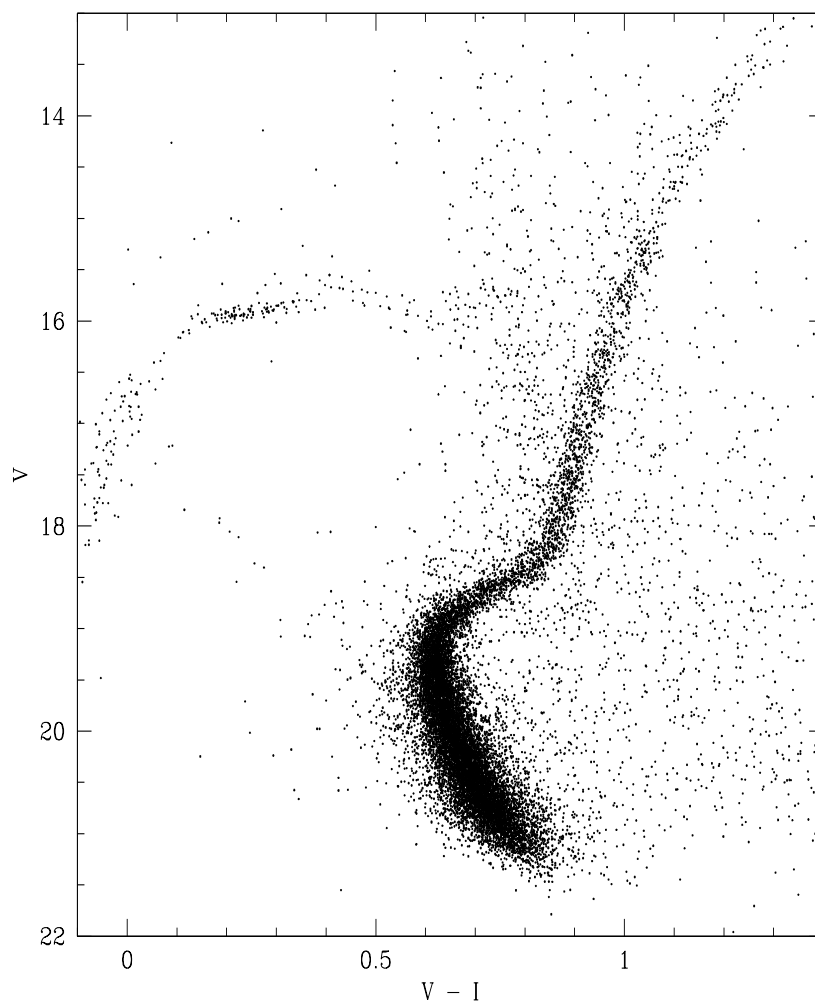




**Figura 3.6:** Differenza tra le magnitudini calibrate e quelle strumentali per il chip 1 (in alto) e per il chip 2 (in basso) di VIMOS. La linea rossa rappresenta il valor medio per le stelle con magnitudine tra 16 e 20.



**Figura 3.7:** Diagramma colore-magnitudine di M15 definitivo, con tutti e 4 i chip di VIMOS, dopo l'astrometria e la calibrazione delle magnitudini.



**Figura 3.8:** Diagramma colore-magnitudine per il dataset di CFH12K, astrometrizzato e calibrato



# Capitolo 4

## Distribuzione radiale delle Blue Stragglers

In questo capitolo andremo a studiare la distribuzione radiale delle Blue Stragglers, che rappresenta un efficace indicatore dello stato di evoluzione dinamica degli ammassi globulari (Ferraro et al. 2012 [19], Lanzoni et al. 2016 [38]).

Successivamente, confronteremo questa distribuzione con gli altri due indicatori di evoluzione dinamica, cioè la variazione radiale della funzione di massa e della frazione di stelle binarie. Per poter ottenere la distribuzione radiale delle BSS, è necessario combinare i dataset in modo tale da campionare adeguatamente la popolazione stellare dalle dense regioni centrali fino al raggio mareale, nelle bande fotometriche opportune. Dopodiché, occorre eseguire una decontaminazione dalle stelle appartenenti al campo galattico, in modo da ottenere la distribuzione radiale intrinseca delle Blue Stragglers dell'ammasso.

### 4.1 Determinazione del centro dell'ammasso

Il primo step per poter derivare una distribuzione radiale è la determinazione del centro gravitazionale dell'ammasso. Se si considerano solo le stelle con luminosità maggiore o uguale a quella del turn-off della sequenza principale, si è in presenza di un campione di oggetti di egual massa ( $\sim 0.75M_{\odot}$ ) e il centro gravitazionale può quindi essere determinato calcolando quello geometrico, ovvero come media delle posizioni proiettate sul piano del cielo  $(x, y)$  del campione di oggetti in esame.

Per il calcolo si è adottata una procedura iterativa (descritta da Montegriffo et al. 1995 [39]. Si vedano anche Cadelano et al. 2017 [40], Lanzoni et al. 2010 [41]), che comincia selezionando un campione di stelle in un dato intervallo di magnitudine e all'interno di un cerchio di raggio di confidenza  $R$  da un centro di partenza estratto dalla letteratura (in questo caso si è utilizzato il valore riportato nel catalogo degli

ammassi globulari di Harris; Harris 1996; edizione 2010). Mediando le posizioni  $x$  e  $y$  delle stelle selezionate si ottiene così un nuovo valore del centro.

Se la differenza tra la soluzione trovata e il riferimento è maggiore di  $0.01''$ , si ripete il calcolo adottando il nuovo centro appena trovato e si itera la procedura fino a convergenza, cioè quando la differenza con il valore precedente è inferiore ai  $0.01''$ . La procedura viene ripetuta per tre diversi limiti di magnitudine e tre raggi di confidenza, per un totale di nove volte. Il limite di magnitudine iniziale è stato scelto considerando le stelle più brillanti del TO, in modo tale da rendere trascurabili le variazioni di massa. Per gli altri due valori si è considerato un intervallo di 1 mag attorno al TO, rispettivamente 0.5 mag sopra e sotto di esso. La scelta di tre valori di magnitudine limite al di sotto dei quali selezionare il campione di stelle, serve per tenere sotto controllo effetti di incompletezza, che cambiano in funzione della magnitudine. I valori utilizzati sono stati 19.5, 20, 20.5 nel filtro F275W del catalogo WFC3/UVIS.

La scelta dei raggi di confidenza viene fatta in modo da campionare un gradiente nel profilo di densità dell'ammasso. La decrescita nel profilo inizia a comparire in prossimità del raggio di core  $r_c$ , per cui il raggio di confidenza deve essere più grande di questo valore. Dal catalogo di Harris si evince che il raggio di core di M15 è di  $8.4''$ , per cui sono stati scelti come valori  $15''$  (due volte  $r_c$ ),  $25''$  e  $40''$ . Dopo aver ripetuto la procedura per le nove combinazioni di magnitudini e di distanze, il centro dell'ammasso viene stimato calcolando la media dei valori ottenuti. I valori di (RA,Dec) ottenuti nelle nove combinazioni di distanza e magnitudine limite, con il numero di stelle utilizzate per il calcolo ( $N_{stars}$ ), sono riportati in Tabella 4.1. Le coordinate trovate, saranno utilizzate in questo lavoro di tesi come centro dell'ammasso (Tabella 4.2).

I valori ottenuti sono RA = 322.4929716; Dec = 12.1670539. Quelli riportati nel catalogo di Harris sono RA = 322.4930417; Dec = 12.1670000.

RA (gradi)	Dec (gradi)	$N_{stars}$	R (arcsec)	$mag_{F275W}$
322.4930130	12.1669717	1067	15	19.5
322.4928677	12.1669939	2282	15	20.0
322.4928432	12.1669202	3509	15	20.5
322.4930550	12.1671464	1645	25	19.5
322.4929711	12.1670353	3868	25	20.0
322.4929709	12.1670015	6190	25	20.5
322.4930061	12.1672754	2282	40	19.5
322.4930226	12.1670812	5701	40	20.0
322.4929948	12.1670595	9368	40	20.5

**Tabella 4.1:** Valori utilizzati per il calcolo del centro

	Valor medio	deviazione standard ( $\sigma$ )
RA (gradi)	322.4929716	0.25''
Dec (gradi)	12.1670539	0.36''

**Tabella 4.2:** Coordinate del centro ed errore associato

## 4.2 Selezione delle popolazioni

Per poter determinare la distribuzione radiale delle Blue Stragglers, occorre riuscire a campionare l'ammasso in tutta la sua estensione. Per questo scopo, è necessario selezionare la combinazione di dataset ottimale. Tale combinazione deve comprendere osservazioni *ground-based* a grande campo, necessarie per campionare le regioni periferiche dell'ammasso, e osservazioni con HST ad alta risoluzione coadiuvate dall'utilizzo di filtri ultravioletti, per le regioni più interne. Per un'opportuna selezione delle popolazioni, sono stati impiegati quindi tre dei dataset a nostra disposizione, ciascuno di essi finalizzato a coprire tre diverse distanze radiali dell'ammasso.

- Per la regione centrale ( $\mathbf{R} < 15''$ ) ci siamo serviti del dataset di **ACS/HRC** (Beccari et al. 2019). Come descritto, nelle zone più interne dell'ammasso è necessario disporre di osservazioni ad alta risoluzione e in banda ultravioletta per poter risolvere adeguatamente l'intera popolazione di Blue Stragglers. L'alta risoluzione è cruciale per far fronte all'intenso crowding di M15, che è uno degli ammassi globulari galattici più densi. I filtri UV permettono di osservare meglio le popolazioni calde come le sequenze di BSS, che in questa banda risultano più brillanti e appaiono estendersi in maniera pressoché verticale sul CMD. A questo proposito, la selezione è stata eseguita sul diagramma (F275W, F275W - F336W). Questa operazione consiste nel costruire una box di selezione attorno alla regione di interesse, in questo caso la sequenza di BSS, e selezionare le stelle che si trovano al suo interno (si vedano anche Dalessandro et al. 2008 [42], Ferraro et al. 2004 [43], Lanzoni et al. 2007 [44]). In questa prima fase sono state selezionate **50 BSS** nel catalogo di ACS/HRC (Figura 4.2, in alto).
- Nella regione intermedia, compresa tra  $15'' < \mathbf{R} < 90''$ , la selezione è stata effettuata servendosi del dataset di WFC3/UVIS (GO-13297; PI: Piotto), in virtù del più ampio campo di vista di cui questa camera dispone. Le stelle sono state selezionate nello stesso diagramma ultravioletto (F275W, F275W - F336W) e all'interno della stessa box utilizzata per il dataset di HRC, in modo da rispettare gli stessi criteri di selezione adottati in precedenza

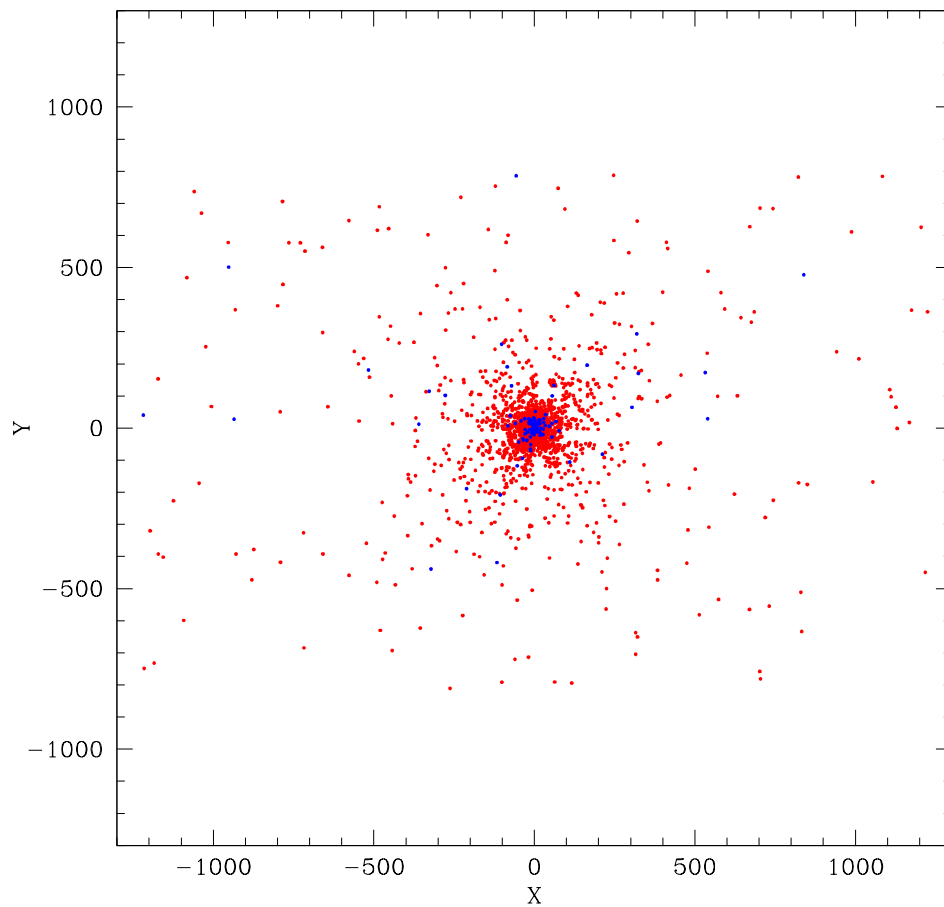
(Figura 4.2, in basso). In questa regione dell'ammasso sono state identificate **57 BSS**.

- Per le regioni più esterne dell'ammasso, a distanze radiali  $R > 90''$ , la selezione è avvenuta sfruttando le osservazioni *ground-based* della camera a grande campo CFH12K del telescopio CFHT. Come descritto nel Capitolo 2, le osservazioni con questa camera sono state condotte mediante i filtri V e I del sistema fotometrico di Johnson. Per fare in modo che la selezione fosse consistente con quella eseguita nelle regioni interne tramite i filtri ultravioletti, occorre prima di tutto associare a quelle stelle (che hanno appunto magnitudini F275W, F336W) una magnitudine ottica nelle bande V e I. A questo scopo si è eseguita una cross-correlazione tra il catalogo delle BSS selezionate nei filtri F275W, F336W e il catalogo ACS/WFC (GO-10775, PI: Sarajedini) che contiene le magnitudini ottiche V e I di Johnson. Utilizzando **CataXcorr**, si sono cercate le stelle in comune tra i due cataloghi e una volta identificate le BSS selezionate in UV presenti anche nel dataset ACS/WFC, con **CataComb** è stato generato un catalogo contenente per ciascuna di queste stelle le magnitudini in F275W, F336W, V, I. A questo punto abbiamo analizzato come si distribuiscono queste stelle in comune nel diagramma (V, V - I) e abbiamo definito la box di selezione in questo piano. Questa box è stata applicata al catalogo CFH12K per selezionare le BSS a  $R > 90''$ . Sono state selezionate in questo modo **28 BSS** (Figura 4.3).

Dopo le Blue Stragglers, occorre selezionare le stelle di una popolazione di riferimento. In questo caso si è optato per l'RGB, il quale in un ammasso molto vecchio come M15 è molto esteso e popolato. Inoltre, l'RGB contiene stelle abbastanza brillanti da garantire una completezza elevata su tutto il campo di vista. L'intera procedura di selezione è stata ripetuta con gli stessi identici criteri utilizzati per le BSS e alle stesse distanze radiali ( $R < 15''$ ,  $15'' < R < 90''$ ,  $R > 90''$ ) negli stessi diagrammi, trovando rispettivamente **387**, **1007** e **769** stelle di RGB. Le stelle selezionate sono mostrate nei pannelli in Figura 4.2, 4.3. Nella Tabella 4.3 viene riportato il numero di stelle selezionato per ciascuna popolazione nelle tre diverse distanze radiali.

Nella Figura 4.1 è mostrata la distribuzione nello spazio delle BSS e delle stelle di RGB selezionate.

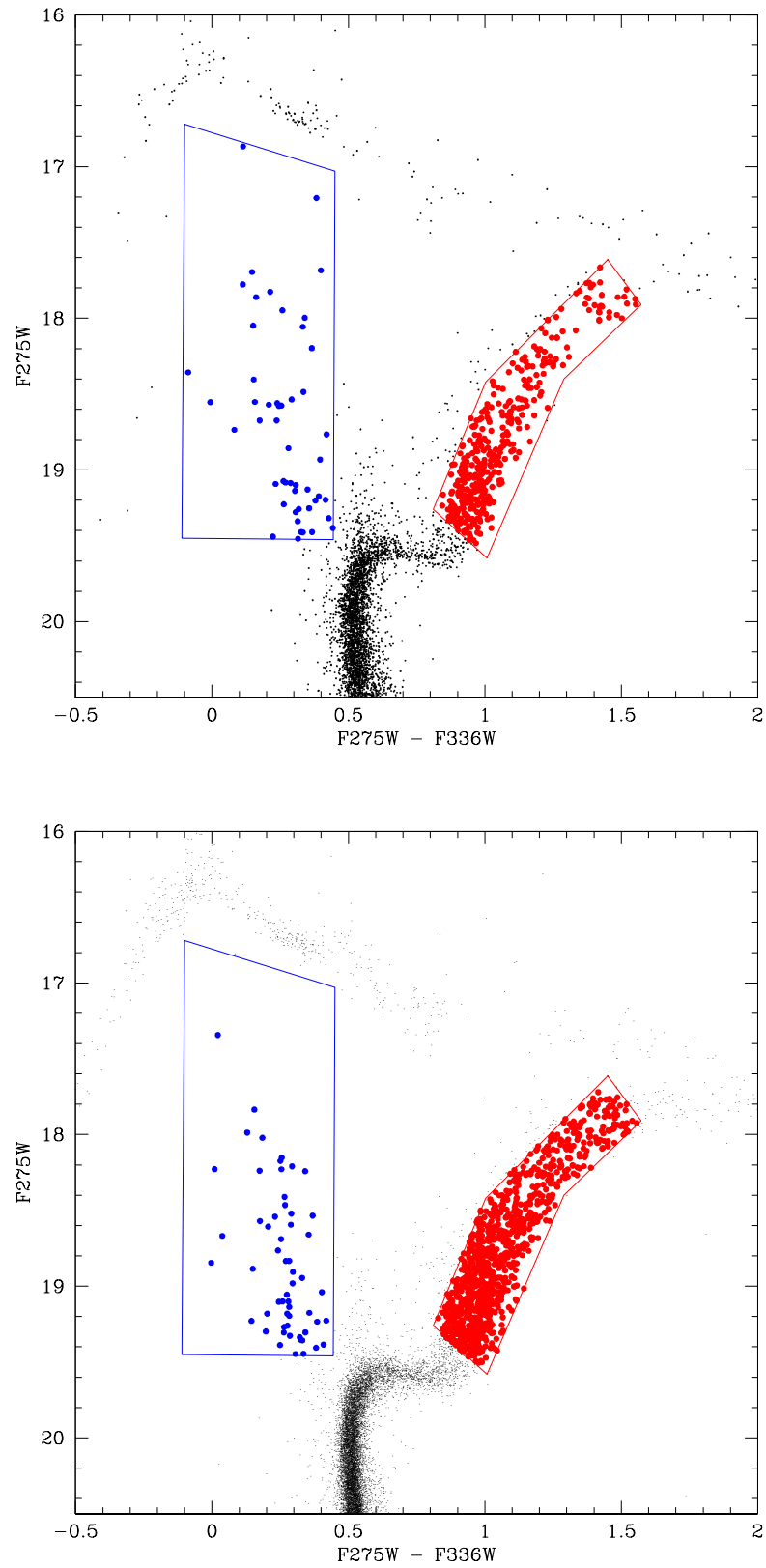




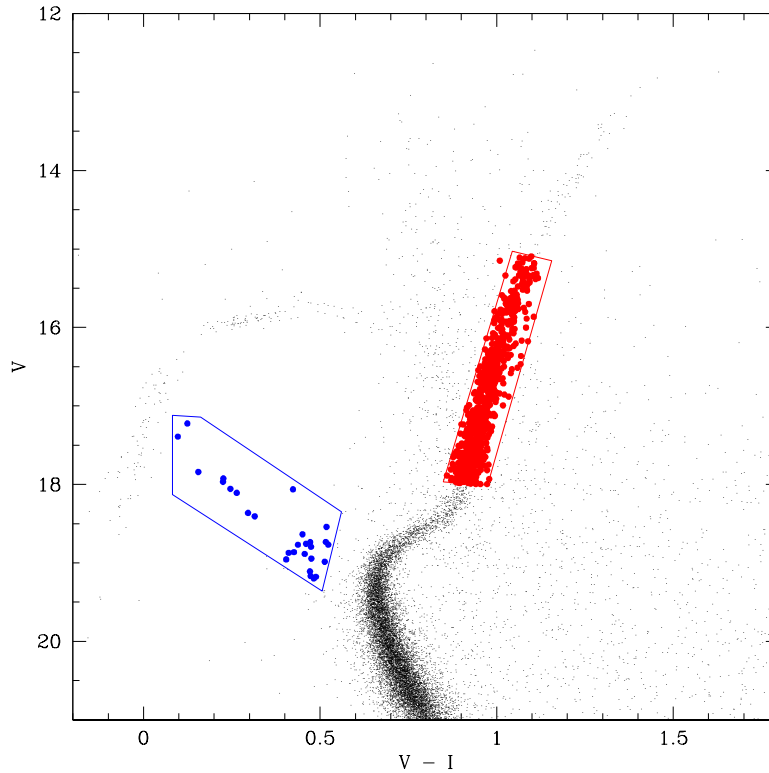
**Figura 4.1:** distribuzione spaziale delle BSS (in blu) e delle stelle di RGB (in rosso) sul piano del cielo, rispetto al centro di gravita' dell'ammasso.

Distanza (arcsec)	BSS	RGB
< 15	50	387
15 - 90	57	1007
> 90	28	769
Totale:	135	2163

**Tabella 4.3:** Numero di stelle delle due popolazioni selezionate a diverse distanze radiali.



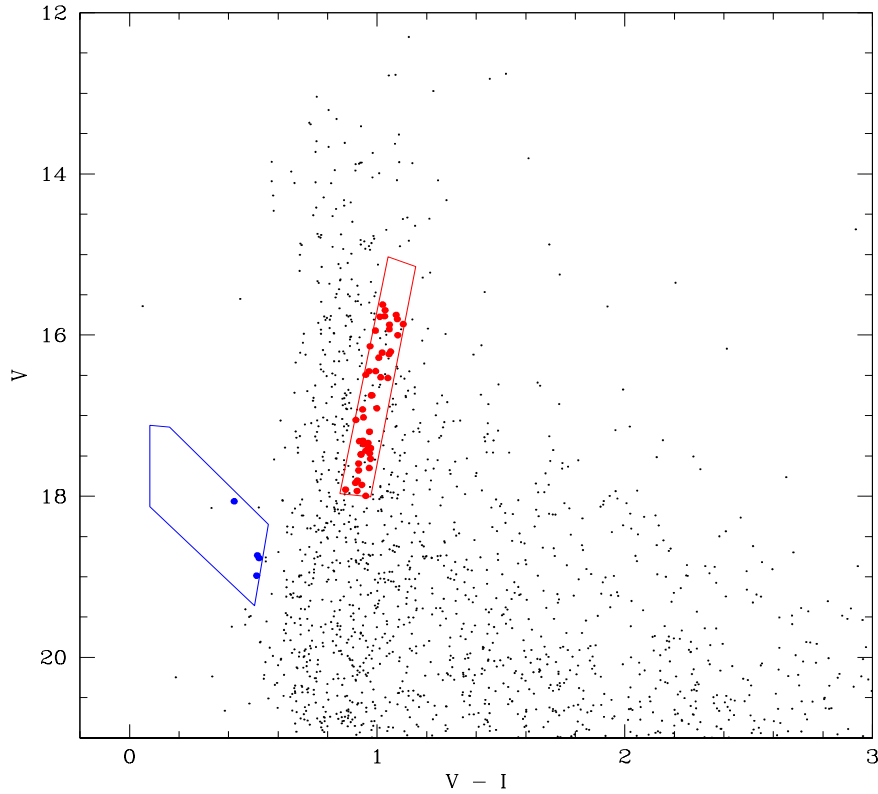
**Figura 4.2:** CMD dei cataloghi ACS/HRC (pannello in alto) e WFC3/UVIS (in basso), con le popolazioni selezionate nelle rispettive box. In blu le BSS, in rosso l'RGB.



**Figura 4.3:** CMD del catalogo CFH12K, con le popolazioni selezionate nelle rispettive box. In blu le BSS, in rosso l'RGB.

### 4.3 Decontaminazione

La distribuzione radiale viene costruita dividendo l'ammasso in una serie di bin radiali concentrici attorno al centro di gravità e contando il numero di stelle dentro ciascuno di questi bin. Le popolazioni selezionate finora però contengono anche stelle contaminanti che non appartengono all'ammasso ma che fanno parte del campo galattico. Per decontaminare dalle stelle di campo, si utilizzano le stelle posizionate ad una distanza maggiore del raggio mareale dell'ammasso, come rappresentative della distribuzione delle stelle della Galassia nella direzione di M15. A questo scopo risulta utile il grande campo di CFH12K, il quale con il suo campo di vista di  $42' \times 28'$ , è in grado di campionare le stelle fino a distanze radiali ben oltre il raggio mareale ( $\sim 750''$ , Dalessandro et al. 2020, in preparazione). Le stelle sono state selezionate all'interno delle stesse box utilizzate nel diagramma ottico ( $V, V - I$ ), a distanze maggiori di  $900''$  dal centro dell'ammasso, valore significativamente più grande del raggio mareale considerato. (Figura 4.4).



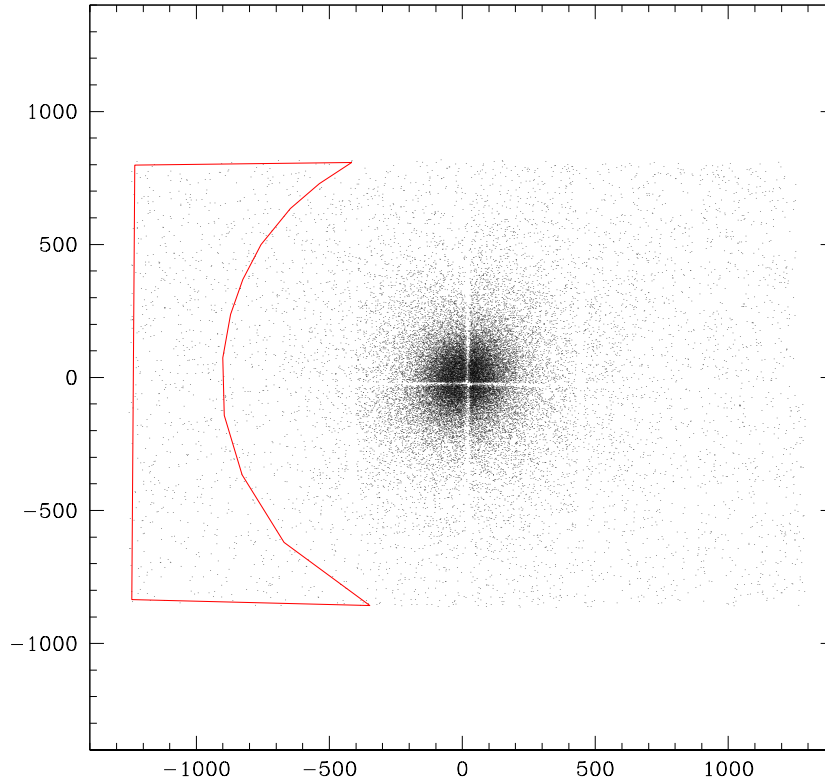
**Figura 4.4:** Box di selezione delle BSS e delle stelle di RGB sovrapposte al CMD ottico ottenuto per distanze  $r > 900''$  dal centro dell'ammasso.

Il numero di stelle contate all'interno della box di selezione delle **BSS** è di **4**, mentre sono **48** quelle osservate dentro la box dell'**RGB**. Per poter sottrarre il contributo di queste stelle a quelle che effettivamente appartengono alle popolazioni dell'ammasso, bisogna innanzitutto conoscere la densità numerica di queste stelle, data da:

$$\rho_{BSS}^{campo} = \frac{N_{BSS}^{campo}}{A_{campo}} \quad (4.1)$$

$$\rho_{RGB}^{campo} = \frac{N_{RGB}^{campo}}{A_{campo}} \quad (4.2)$$

dove  $A_{campo}$  è l'area del settore a  $R > 900''$  (Figura 4.5) in cui sono state selezionate le stelle di campo ed è pari a  $1.6 \times 10^6 \text{ arcsec}^2$ .



**Figura 4.5:** mappa del campo di vista di CFH12K. In rosso è evidenziato il settore in cui è stata calcolata l'area del campo

Dopodiché, l'ammasso è stato suddiviso in diversi intervalli radiali (0-10, 10-20, 20-40, 40-50, 50-150, 150-400, 400-500, 500-750 arcsec) e, in ciascun bin, il numero di stelle membre è stato ottenuto utilizzando le seguenti relazioni:

$$N_{BSS}^{memb} = N_{BSS}^{tot} - \rho_{BSS}^{campo} \cdot A_{bin} \quad (4.3)$$

$$N_{RGB}^{memb} = N_{RGB}^{tot} - \rho_{RGB}^{campo} \cdot A_{bin} \quad (4.4)$$

$N_{BSS}^{memb}$ ,  $N_{RGB}^{memb}$ ,  $N_{BSS}^{tot}$  e  $N_{RGB}^{tot}$ , sono rispettivamente il numero di stelle decontaminate e quello osservato in ciascun bin.  $A_{bin}$  è l'area del singolo bin.

## 4.4 Frazione di Blue Stragglers

Per ciascuno di questi bin è stato calcolato il rapporto  $N_{BSS}^{tot}/N_{RGB}^{tot} = F_{tot}$  e  $N_{BSS}^{memb}/N_{RGB}^{memb} = F_{memb}$  rispettivamente prima e dopo la decontaminazione.

In Tabella 4.4 vengono riportati i valori della frazione di BSS rispetto alla popolazione di riferimento RGB, sia totale che decontaminata, per ciascun bin.

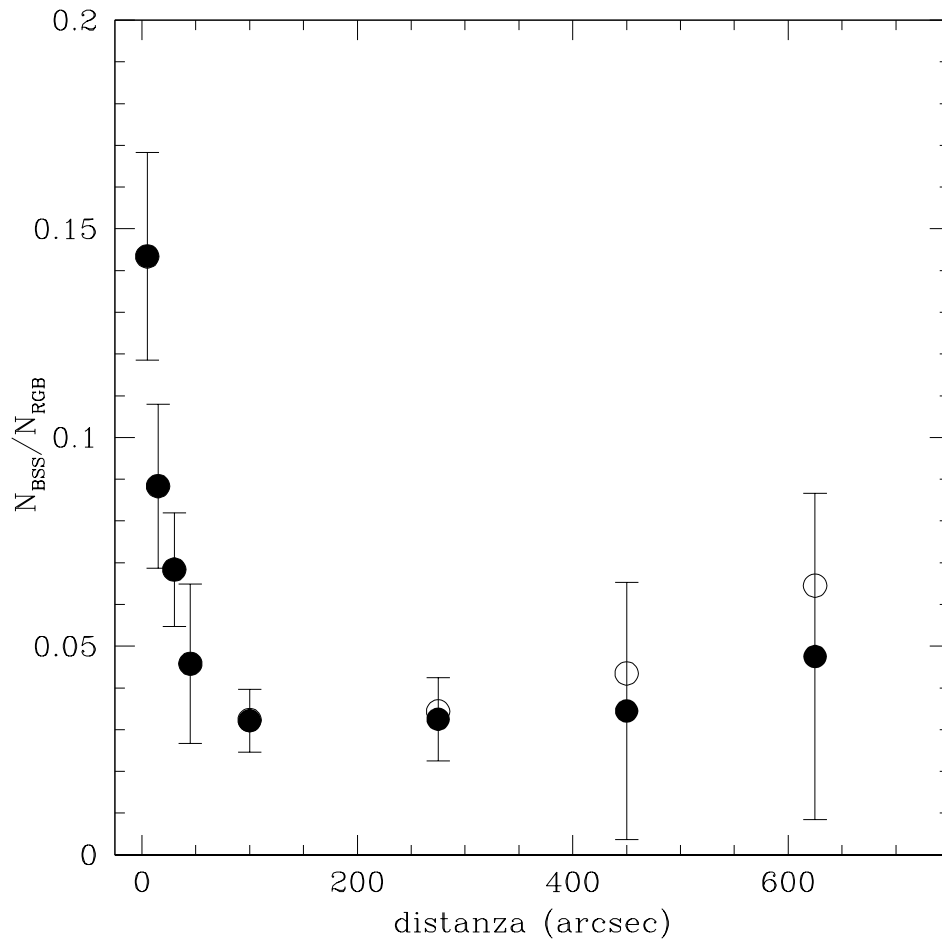
L'errore associato alle quantità  $N_{BSS}^{memb}$  e  $N_{RGB}^{memb}$  è di tipo Poissoniano, quello sul rapporto  $F_{memb}$  è stato ottenuto seguendo la propagazione degli errori.

R (arcsec)	$F_{tot}$	$F_{memb}$	$err_{memb}$
0 - 10	0.14	0.14	$\pm 0.02$
10 - 20	0.09	0.09	$\pm 0.02$
20 - 40	0.07	0.07	$\pm 0.01$
40 - 50	0.05	0.05	$\pm 0.02$
50 - 150	0.032	0.032	$\pm 0.008$
150 - 400	0.03	0.03	$\pm 0.01$
400 - 500	0.04	0.03	$\pm 0.03$
500 - 750	0.06	0.05	$\pm 0.04$

**Tabella 4.4:** Valori della frazione di BSS rispetto all'RGB in ciascun bin, prima e dopo la decontaminazione. L'errore è associato alla frazione decontaminata.

Il plot finale della distribuzione radiale della frazione di BSS è mostrato in figura 4.6. La sua forma è consistente con una distribuzione unimodale che presenta un picco significativo di BSS nella regione centrale dell'ammasso, seguito da una decrescita monotona tipica degli ammassi dinamicamente evoluti. Nel contesto dello scenario dell'*orologio dinamico* descritto da Ferraro et al. (2012) [19], M15 è classificabile come ammasso di Famiglia III. I sistemi di questo tipo sono dinamicamente molto evoluti. Infatti, in questi sistemi la frizione dinamica ha avuto tempo sufficiente per segregare verso il centro gli oggetti più pesanti della media (come le BSS) anche dalle regioni più esterne.

Questo risultato è quindi in accordo con l'evidenza che M15 abbia già sperimentato il collasso del nucleo. È interessante notare che anche altri due sistemi post core-collapse come M30 (Ferraro et al. 2009) e NGC 362 (Dalessandro et al. 2013 [45]) appartengano alla stessa famiglia.



**Figura 4.6:** Distribuzione radiale delle BSS rispetto alla popolazione di riferimento RGB. I cerchi pieni si riferiscono alla frazione decontaminata, i cerchi vuoti a quella totale.





# Capitolo 5

## Funzione di massa

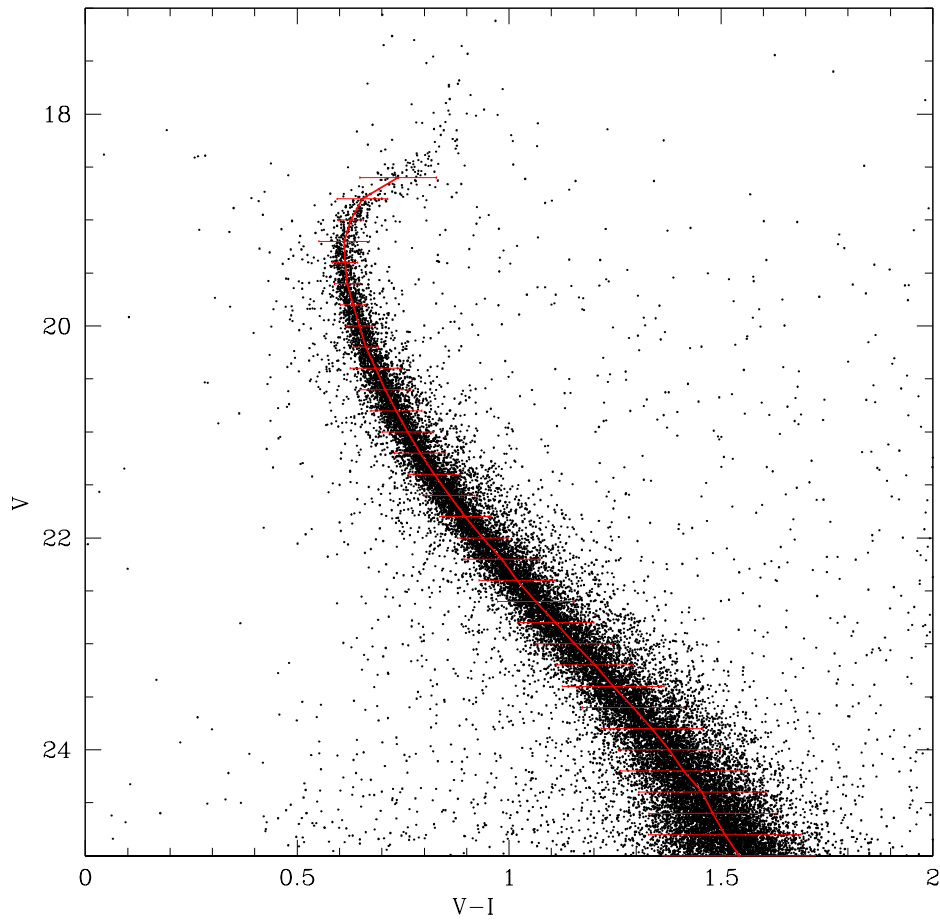
Nel seguente capitolo viene descritta la derivazione della funzione di massa (MF) e della sua variazione radiale. Tale funzione rappresenta un secondo indicatore di segregazione di massa per studiare lo stato di evoluzione dinamica del sistema. In un ammasso stellare vecchio ( $t_{age} \sim 13$  Gyr) come M15, la sequenza principale è popolata da stelle che campionano circa un ordine di grandezza in massa, da  $\sim 0.8 M_{\odot}$  al TO fino a  $\sim 0.08 M_{\odot}$  che rappresenta il limite per l'innesco delle reazioni termonucleari. Pertanto, studiando la funzione di massa, è possibile indagare come la frizione dinamica agisce in maniera diversa sulle varie stelle, con le più massicce che tenderanno a segregare maggiormente verso il centro. Per costruire la MF occorre innanzitutto assegnare una massa alle stelle dei nostri cataloghi, dopodiché se ne studierà la completezza. Infine è stata anche stimata una funzione di massa globale, rappresentativa dell'andamento del numero di stelle in funzione della massa su tutto l'ammasso.

### 5.1 Determinazione della massa delle stelle

Come descritto nel capitolo relativo alla presentazione dei dataset, per poter studiare in maniera opportuna le stelle lungo la MS occorrono osservazioni in banda ottica che includano alta risoluzione, soprattutto nelle regioni centrali dell'ammasso, e tempi di esposizione sufficientemente lunghi tali da permettere osservazioni profonde della MS. A questo scopo, per le regioni interne dell'ammasso ci siamo serviti del dataset ottenuto con la camera ACS/WFC di HST nei filtri F606W e F814W (e trasformati nelle bande V e I di Johnson), mentre per le regioni esterne abbiamo usato il dataset relativo alle osservazioni *ground-based* ottenuto con la camera VIMOS del VLT nei filtri V e I di Johnson.

Per poter determinare la funzione di massa, occorre prima di tutto selezionare le stelle *bona-fide* di MS. A questo scopo, occorre creare una linea media che de-

scriva la MS nell'intervallo di magnitudini di interesse. Per generare questa linea media, si divide il CMD in bin di magnitudini e all'interno di ciascuno di essi si misura il valor medio del colore ( $V - I$ ) attraverso una procedura iterativa di *sigma-rejection*<sup>1</sup>. Si considerano stelle di MS quelle che hanno una differenza di colore entro  $\pm 3\sigma$  dalla linea media, dove  $\sigma$  rappresenta l'errore fotometrico. La linea media risultante è mostrata in Figura 5.1.



**Figura 5.1:** Linea media lungo la MS del catalogo di VIMOS, con le barre di errore a  $\pm 3\sigma$ .

A questo punto occorre assegnare una massa alle stelle dei nostri cataloghi. Per

<sup>1</sup>si calcola il valor medio  $n$  volte, e ad ogni passo vengono rigettati i punti che si trovano oltre  $3\sigma$  dalla media del colore

questo scopo ci si è avvalsi di un'isocrona<sup>2</sup> ottenuta dal database pubblico *Dartmouth Stellar Evolution Database*<sup>3</sup>, per la quale sono state assunte età = 13.25 Gyr (Dotter et al. 2010 [47]), metallicità  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.37$  (Harris 1996, edizione 2010),  $[\alpha/\text{Fe}] = 0.20$  e magnitudini in banda V e I. Tuttavia, le magnitudini dell'isocrona sono assolute, quindi occorre correggere per gli effetti di distanza e arrossamento. Le magnitudini apparenti sono legate a quella assolute tramite le seguenti relazioni:

$$m_V = M_V + (m - M)_0 + A_V \quad (5.1)$$

$$m_I = M_I + (m - M)_0 + A_I \quad (5.2)$$

dove  $A_V$  è il parametro di estinzione nella banda V legato all'eccesso di colore

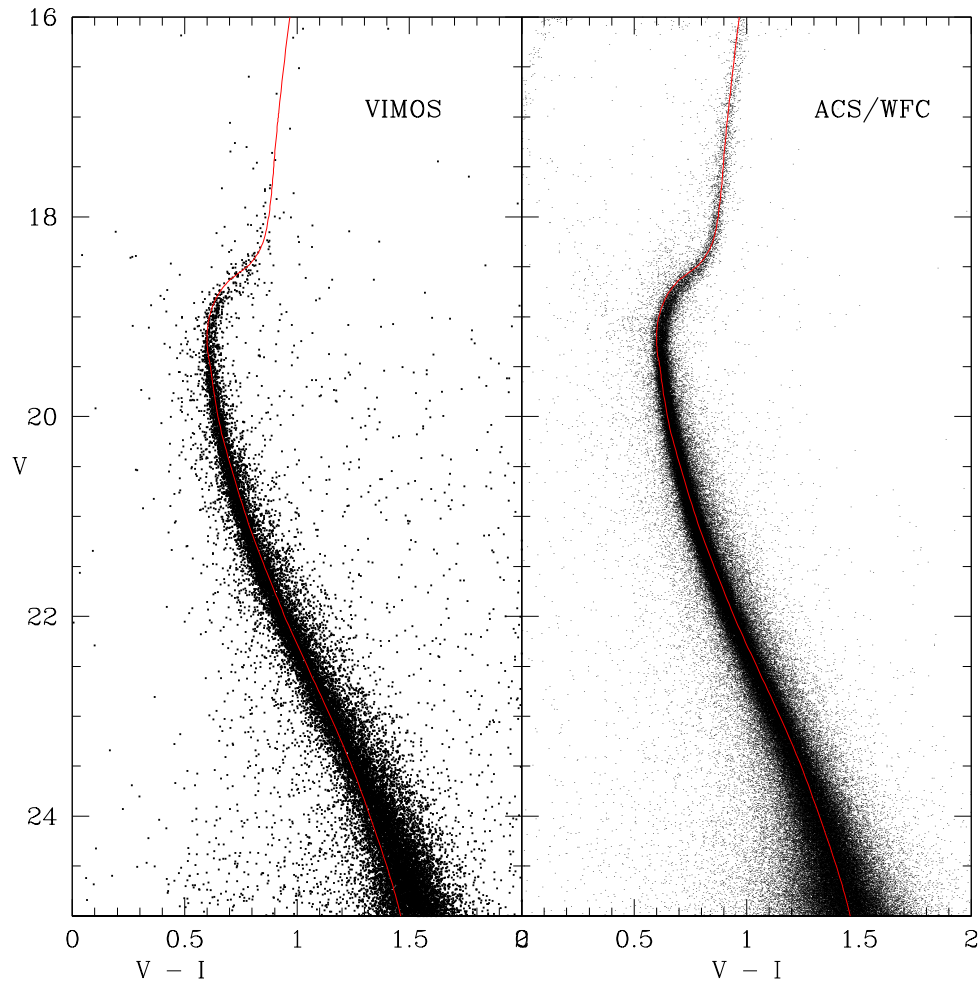
$E(B - V)$ , tramite relazione  $A_V = R_V E(B - V)$ , con  $R_V = 3.1$ . Per quanto riguarda la banda I, il relativo parametro di estinzione è dato da  $A_I = 0.60A_V$ . La quantità  $(m - M)_0$  è il modulo di distanza intrinseco, legato a quello osservato in banda V dalla relazione:  $(m - M)_0 = (m - M)_V - A_V$ . Dal catalogo di Harris sono stati adottati i valori :  $(m - M)_V = 15.39$  e  $E(B - V) = 0.10$ .

A questo punto le magnitudini apparenti nelle due bande saranno ricavate tramite le equazioni 5.1 e 5.2. Dopo aver riportato le magnitudini dell'isocrona al piano osservato, in Figura 5.2 è possibile constatare come ci sia un ottimo accordo tra le sequenze evolutive osservate e quelle teoriche, pertanto questa isocrona può essere impiegata per stimare la massa delle stelle in MS.

---

<sup>2</sup>curva che, nel diagramma HR, descrive una popolazione di stelle a fissata età e con diversa massa

<sup>3</sup>[http://stellar.dartmouth.edu/models/isolf\\_new.html](http://stellar.dartmouth.edu/models/isolf_new.html)



**Figura 5.2:** L'isocrona sovrapposta al CMD di VIMOS (a sinistra) e di ACS/WFC (a destra)

Occorre ora assegnare una massa a ciascuna stella dei due cataloghi. Questa operazione si effettua applicando una relazione teorica, valida lungo la sequenza principale, che lega la magnitudine alla massa. Tale relazione dipende dalle caratteristiche del modello utilizzato, come età e metallicità. La massa viene assegnata alle singole stelle a partire dalla loro magnitudine osservata in banda V e usando la relazione Massa-Luminosità dell'isocrona, attraverso un'interpolazione *spline*. I valori di massa inferiore e superiore che abbiamo così stimato per le stelle di MS presenti nei cataloghi VIMOS e ACS/WFC sono di  $0.20M_{\odot}$  e  $0.78M_{\odot}$ .

## 5.2 Completezza

Il limite di magnitudine definito dal telescopio, lo strumento, il tempo di esposizione e il *crowding* stellare, possono rendere complessa l'identificazione di sorgenti stellari deboli. Ogni dataset e ogni analisi fotometrica soffrono in qualche misura di questo problema, che è comunemente definito come incompletezza.

Dal momento che lo studio della MF si basa anche su stelle deboli, è opportuno quantificare il grado di incompletezza dei cataloghi a nostra disposizione e correggere per questi effetti. L'approccio adottato è concettualmente semplice. Esso consiste nell'aggiungere alle immagini scientifiche stelle artificiali distribuite spazialmente e in luminosità secondo appropriati criteri che verranno descritti in seguito, ed eseguirne l'analisi fotometriche seguendo gli stessi step usati per le immagini reali descritti nel Capitolo 3. Al termine della procedura, si va a vedere quante delle stelle artificiali immesse nel campo di vista vengono recuperate. Il rapporto tra il numero di stelle artificiali correttamente ritrovate in seguito all'analisi fotometrica ed il numero totale di quelle immesse in input, determinerà la percentuale di completezza.

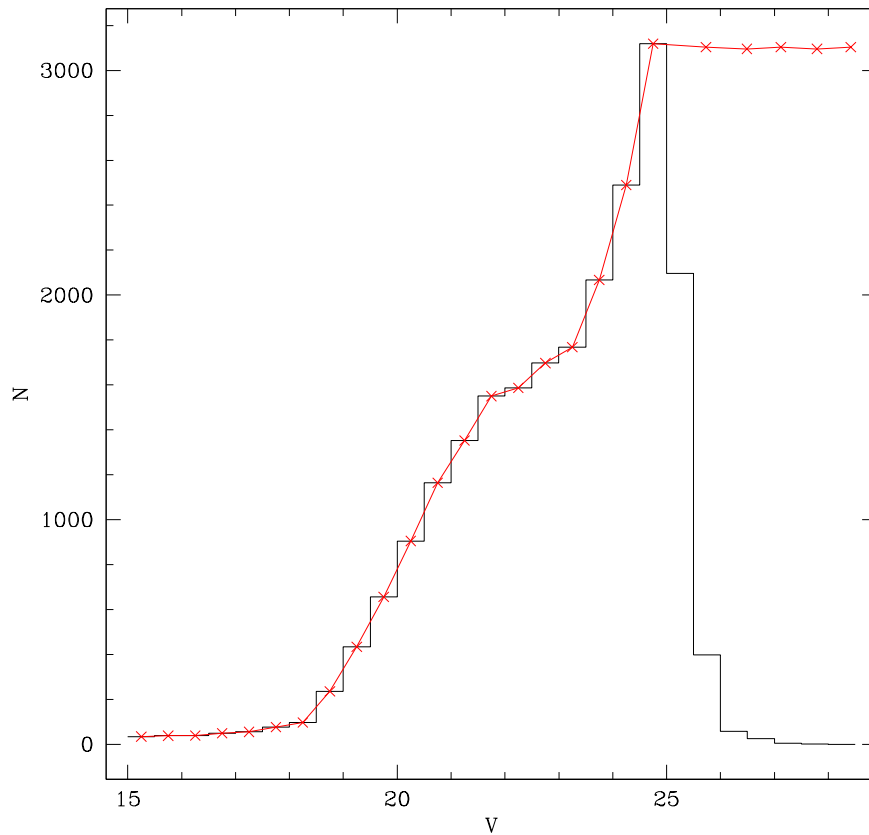
Questa procedura per generare le stelle simulate è stata effettuata solo per il dataset di VIMOS, dal momento che il dataset di ACS/WFC di Sarajedini 2007, oltre al catalogo principale, comprende anche quello delle stelle artificiali.

### 5.2.1 Stelle artificiali

Vediamo ora gli step per generare il catalogo delle stelle artificiali per ciascun chip del dataset di VIMOS. La procedura è la stessa seguita da Bellazzini et al. 2002 [46] (si veda anche Sollima et al. 2007 [48]).

Le stelle artificiali andranno distribuite lungo la MS, pertanto si fa riferimento alla linea media descritta nel paragrafo 5.1.

Dopodiché si deriva la funzione di luminosità (LF), che è definita come il numero di stelle per ogni bin di magnitudine. In questa fase, lo scopo è quello di creare una "LF *template*" da cui estrarre le stelle artificiali. In particolare, la LF *template* coincide con quella osservata nel regime delle magnitudini più brillanti, poi mentre il numero di stelle per bin di magnitudine tende a diminuire al crescere della magnitudine per effetto di incompletezza, costruiamo la LF *template* in modo che rimanga costante. In questo modo sono state inserite stelle artificiali molto deboli che sappiamo essere presenti nell'ammasso, ma che non sono state rilevate dall'analisi fotometrica. La LF osservata è rappresentata con il colore nero in Figura 5.3. La LF *template*, in rosso.

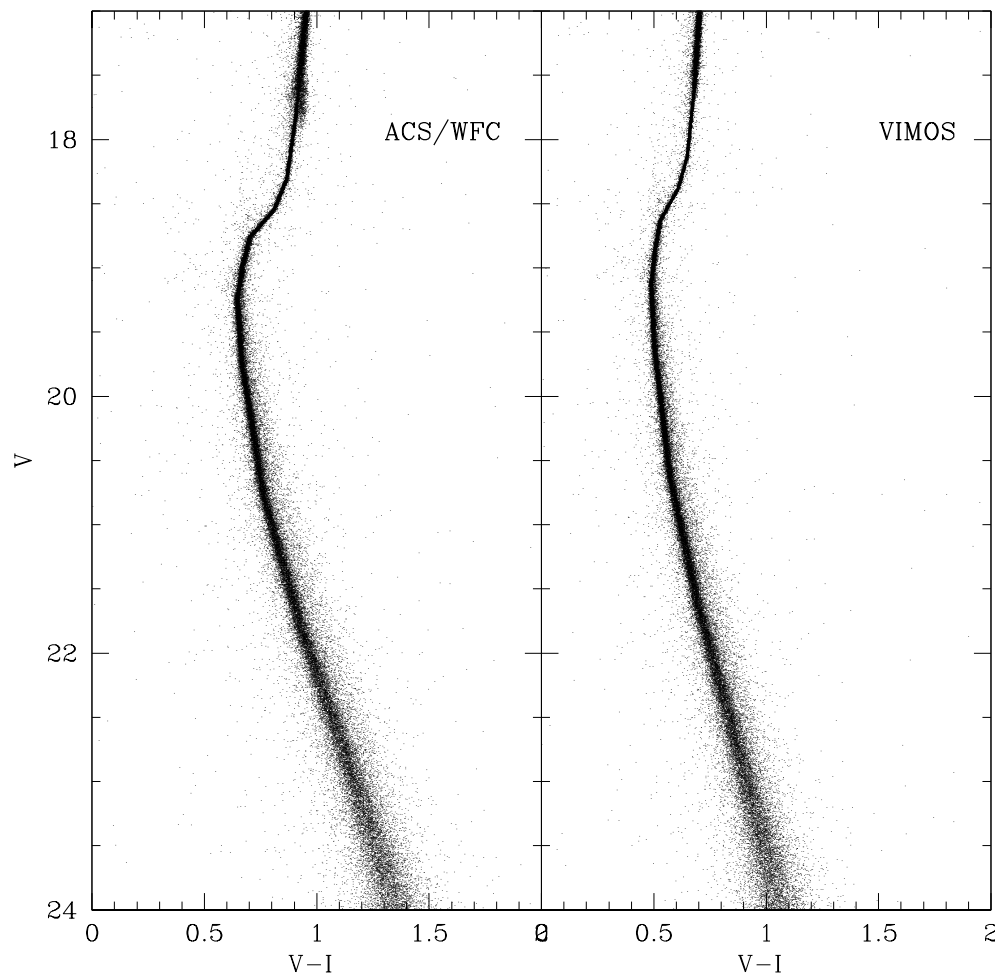


**Figura 5.3:** In nero: LF del catalogo osservato, in rosso: LF template.

A questo punto, a partire dalla linea media e dalla funzione di luminosità, sono state generate le stelle artificiali.

La quantità di queste stelle che si vuole generare è a discrezione dell'utente, ma un aspetto importante da tenere in considerazione è quello di cercare di evitare problemi di *crowding* per le stelle simulate. Per questo motivo, l'immagine viene divisa in una griglia formata da celle con dimensione di circa 10 volte la FWHM della PSF, dove ciascuna cella andrà a contenere una stella. Si aggiungono quindi le stelle simulate alle immagini e si procede ad eseguire l'analisi fotometrica servendosi degli stessi modelli di PSF ottenuti per le stelle osservate, come spiegato nel Capitolo 3. Al termine della procedura, si avrà il catalogo finale di stelle simulate per quel determinato chip. Per avere una statistica affidabile, si ripete il ciclo più volte fino a raggiungere un numero di stelle artificiali sufficientemente elevato, circa dieci volte maggiore rispetto a quello delle stelle reali. L'intera procedura viene effettuata su tutti e quattro i chip.

Una volta ottenuti i cataloghi, essi sono stati astrometrizzati mediante cross-correlazione con il catalogo delle stelle reali (sempre con il software **CataXcorr**). Infine, le stelle artificiali sono state calibrate in magnitudine utilizzando le stesse equazioni di calibrazione descritte nel Capitolo 3. A questo punto, per il dataset di VIMOS, si ha il catalogo finale delle stelle simulate astrometrizzato e calibrato. In Figura 5.4 vengono mostrati i CMD delle stelle simulate per i dataset di ACS/WFC (da Sarajedini 2007) e di VIMOS (ottenuto in questo lavoro).



**Figura 5.4:** A sinistra: CMD delle stelle artificiali del dataset di ACS/WFC. A destra, CMD delle stelle artificiali di VIMOS.

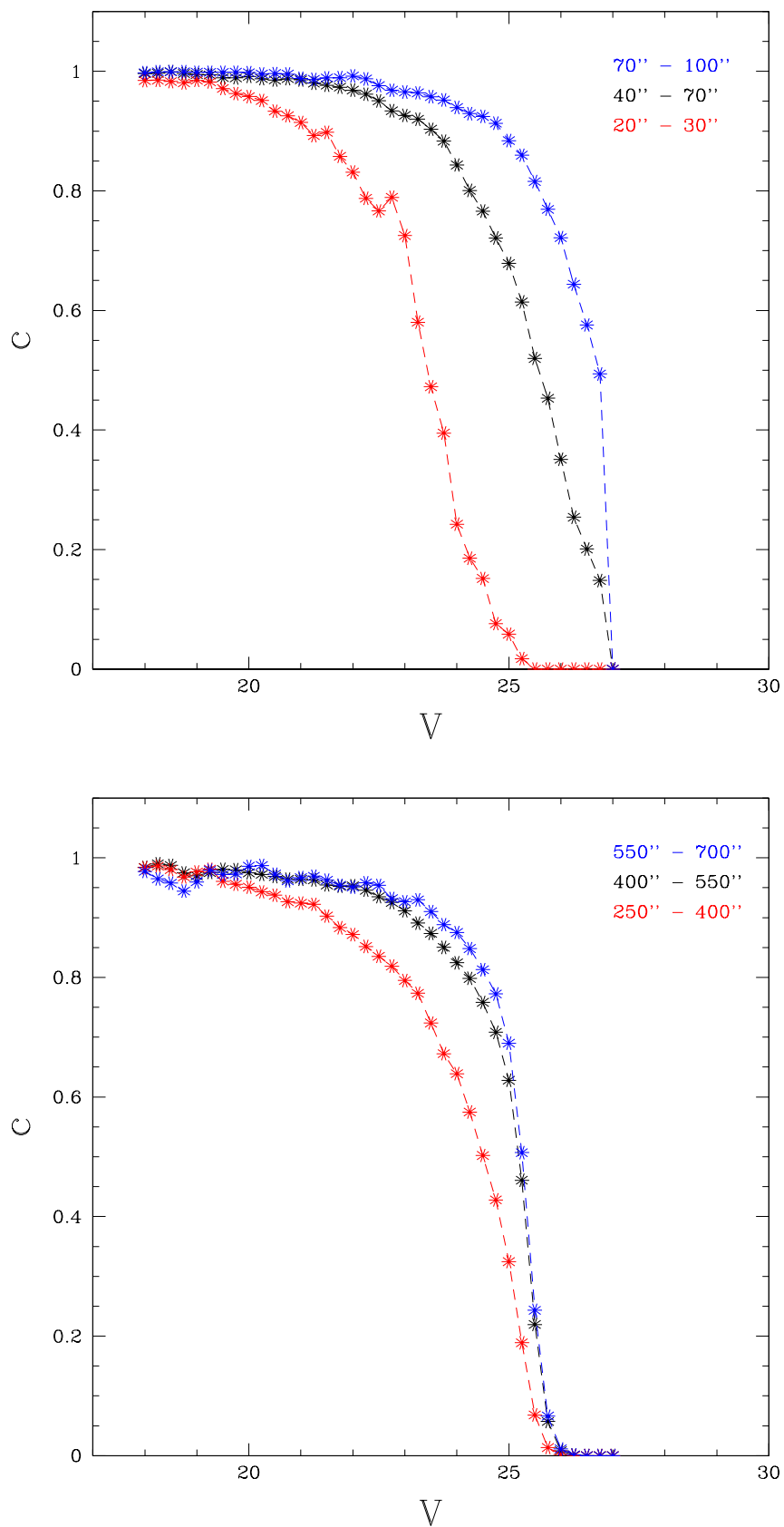
## 5.2.2 Curve di completezza

A questo punto è possibile andare a stimare la completezza in funzione della magnitudine e della posizione rispetto al centro dell'ammasso, calcolando il rapporto tra le stelle simulate ritrovate in output e quelle date in input. La frazione di completezza viene espressa in termini di percentuale, per cui nel caso in cui questo valore sia pari ad 1 (tutte le stelle vengono ritrovate) si ha completezza al 100%. L'analisi è stata condotta dividendo in bin di magnitudini l'intero intervallo coperto dalla Main Sequence, poi viene calcolato il rapporto tra il numero di stelle di output e di input all'interno di ciascun bin, sia in banda V che in banda I. Il range di magnitudini in cui è stato eseguito il calcolo è quello che va da 18 a 27, suddiviso in bin da 0.25 mag ciascuno. Una condizione da porre affinché una stella venga effettivamente recuperata, è che una stella artificiale non si sovrapponga ad una reale formando un *blend*, cioè occorre che si abbia  $(V_i - V_o) < 0.75$ ,  $(I_i - I_o) < 0.75$ . I pedici  $i$  e  $o$  indicano input e output delle magnitudini di ciascun filtro. Nel caso ideale, infatti, la magnitudine di output di una stella dovrebbe essere uguale a quella di input. Nel caso reale, tuttavia, le misure sono affette da incertezza e il limite di tolleranza per considerare una stella di input effettivamente ritrovata in output è che la differenza tra le due magnitudini sia inferiore a 0.75.

Come mostrato in Figura 5.5, questa analisi è stata eseguita a diverse distanze dal centro, per capire come varia la completezza a seconda delle regioni dell'ammasso che si stanno campionando. Il dataset di ACS/WFC, che possiede un campo di vista di  $202'' \times 202''$  centrato sull'ammasso, è stato utilizzato per coprire distanze radiali fino a  $100''$ . Il dataset di VIMOS è stato utilizzato per le regioni più esterne dell'ammasso, dai  $200''$  fino al raggio mareale di  $\sim 750''$ .

Come ci si aspetta, per ogni bin radiale le curve mostrano valori di completezza elevati per le stelle più brillanti, poi la percentuale va via via calando all'aumentare della magnitudine, poiché le stelle più deboli sono più soggette a non essere rilevate. Analogamente, campionando le regioni più interne, a causa del crowding maggiore vengono recuperate in output meno stelle, e questo si riflette in un valore di completezza più basso. Infine, è stato assegnato un valore di completezza a ciascuna stella dei due cataloghi osservati. Questa operazione viene compiuta definendo, attorno alla  $i$ -esima stella considerata, posta ad una certa distanza dal centro, un anello che sia il più piccolo possibile, in modo tale che non campioni zone molto diverse dell'ammasso dove la completezza cambia, ma non eccessivamente piccolo, per poter avere abbastanza statistica. Si calcola quindi la completezza in funzione della magnitudine per le stelle all'interno di tale anello e mediante una spline cubica si assegna alla  $i$ -esima stella considerata il valore di completezza corrispondente. Le dimensioni di questi anelli attorno a ciascuna stella sono di  $\pm 2.5''$  per ACS/WFC e  $\pm 25''$  per VIMOS.





**Figura 5.5:** Curve di completezza a diversi raggi per il dataset di ACS/WFC (pannello in alto) e di VIMOS (in basso).

### 5.3 Funzione di massa radiale

La funzione di massa viene ottenuta dividendo la MS in bin di massa e contando il numero di stelle in ciascuno di questi bin. Per poter calcolare una MF con dei risultati attendibili, è opportuno eseguire questa analisi in un range di massa che garantisca una buona completezza. In questo caso si è scelto come valore minimo il 50%. Naturalmente, come visto in precedenza, la completezza cambia sia al variare della distanza dal centro dell'ammasso, sia con la magnitudine (o massa) delle stelle. Occorre pertanto trovare una buona combinazione di parametri che permetta di campionare un intervallo di massa sufficientemente grande e che copra un range spaziale più ampio possibile, al fine di includere anche le regioni più vicine al centro dell'ammasso, mantenendo una percentuale di completezza sempre superiore al 50%.

Per i nostri due dataset a disposizione, è stato verificato che la miglior combinazione corrisponde ad un range di massa che va da  $0.45M_{\odot}$  a  $0.75M_{\odot}$  (massa al TO), associato a bin radiali a partire da  $R > 20''$  per il dataset di ACS/WFC e da  $R > 200''$  per VIMOS. Nel caso in cui si fosse scelto di studiare la MF in un range di massa più ampio, questo avrebbe permesso di avere una completezza superiore al 50% solo a partire da bin radiali più esterni, rinunciando quindi a campionare le regioni più vicine al centro, dove le stelle di più piccola massa (e quindi meno brillanti) avrebbero avuto un valore troppo basso di completezza.

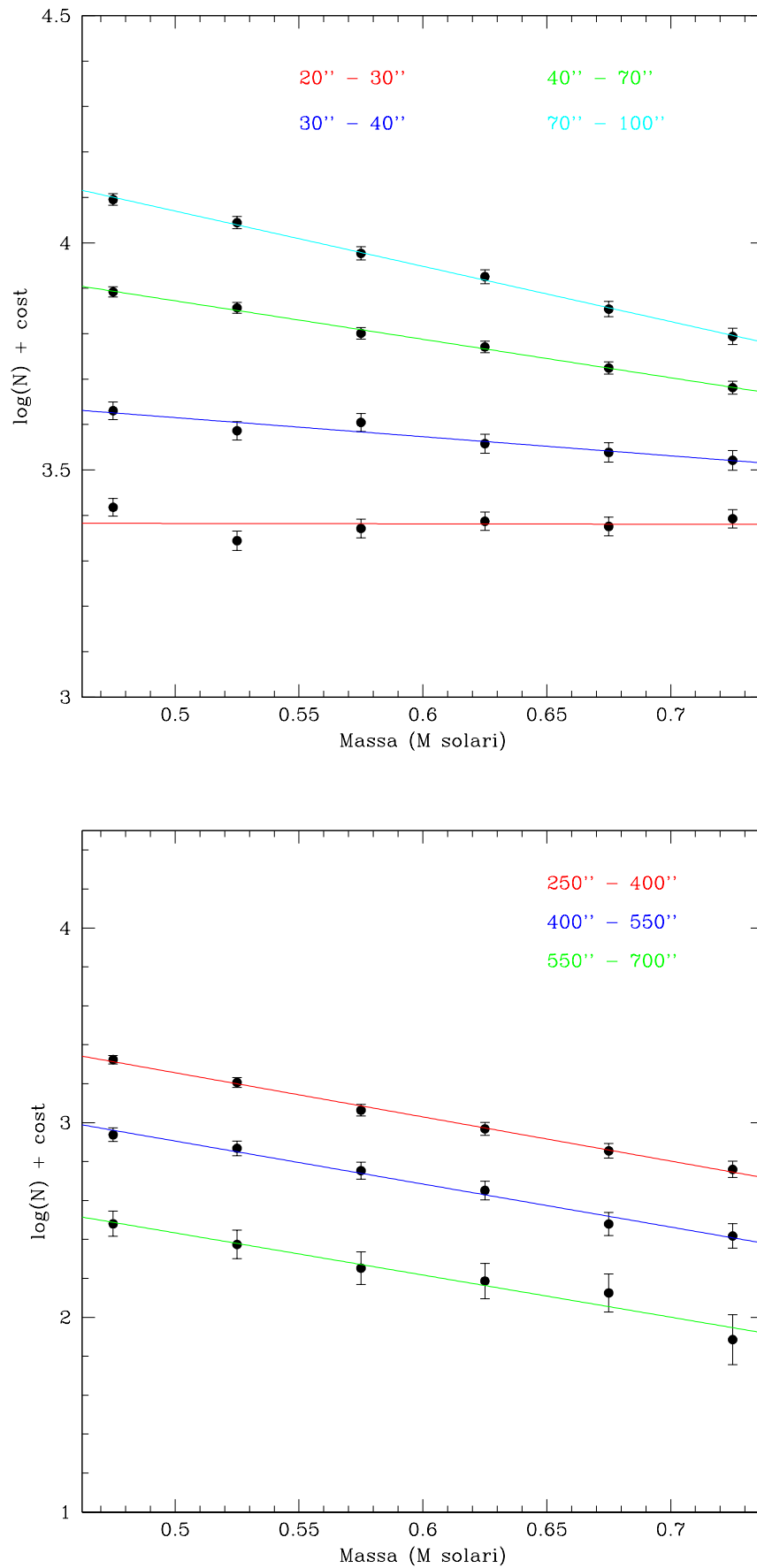
La MF è stata quindi calcolata in ciascuno dei seguenti bin radiali: 20-30, 30-40, 40-70, 70-100, 250-400, 400-550, 550-700 arcsec. La decontaminazione dal campo galattico, viene eseguita calcolando la densità di stelle di campo per ogni bin di massa  $\rho_{campo}(m)$ , che sarà data dal rapporto tra il numero di stelle di campo in un certo bin di massa  $N_{campo}(m)$  e l'area  $A_{campo}$  calcolata in un settore esterno del FoV di VIMOS, ad  $R > 900''$ :

$$\rho_{campo}(m) = \frac{N_{campo}(m)}{A_{campo}} \quad (5.3)$$

Il numero reale di stelle di una certa massa  $N_{real}(m)$ , è quindi dato da:  $N_{real}(m) = N_{tot}(m) - \rho_{campo}(m) \cdot A_{bin}$ , dove  $N_{tot}(m)$  è il numero di stelle osservato in quel bin di massa prima della decontaminazione e  $A_{bin}$  è l'area di ciascun settore.

Le funzioni di massa alle diverse distanze radiali sono mostrate in Figura 5.6.

Da questi plot si evince che la funzione di massa di M15 cambia in funzione della distanza dal centro dell'ammasso, in particolare varia in pendenza. Proprio questa variazione è uno degli strumenti che permette di analizzare l'eventuale segregazione di massa del sistema per comprenderne lo stato dinamico. Questo indicatore è stato utilizzato in diversi lavori, come in Dalessandro et al. 2015 [26] (si vedano anche Frank et al. 2014 [49], Jordi et al. 2009 [50]).



**Figura 5.6:** Funzione di massa a diverse distanze radiali, indicate nei diversi colori. Il pannello superiore è riferito al dataset di ACS/WFC, quello in basso al dataset di VIMOS.

Per quantificare questa variazione di pendenza osservata alle diverse distanze radiali, è stato eseguito un fit lineare su queste funzioni di massa e si sono considerati i coefficienti angolari  $\alpha$  delle rette di best-fit. I suddetti coefficienti sono mostrati in Tabella 5.1.

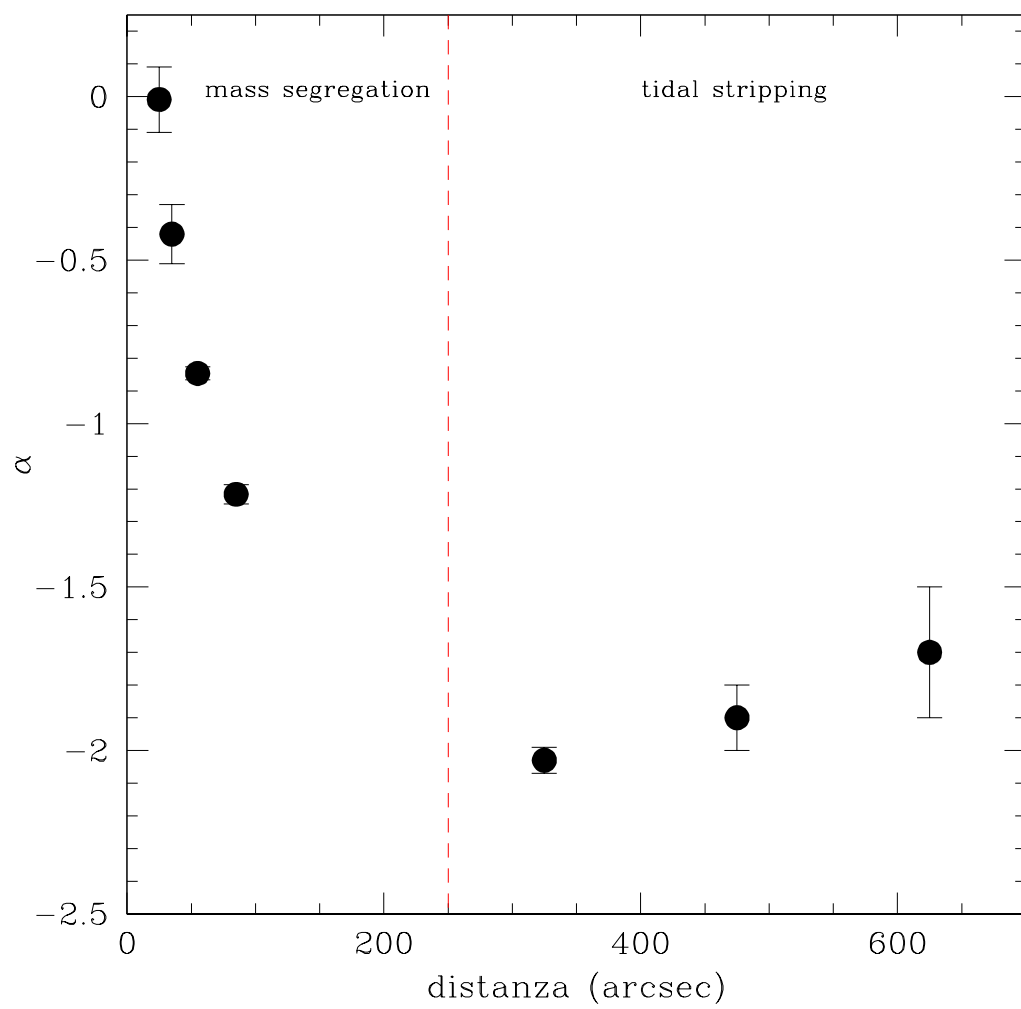
R (arcsec)	$\alpha$	errore
20 - 30	0	$\pm 0.1$
30 - 40	-0.42	$\pm 0.09$
40 - 70	-0.85	$\pm 0.02$
70 - 100	-1.22	$\pm 0.03$
250 - 400	-2.03	$\pm 0.04$
400 - 550	-1.9	$\pm 0.1$
550 - 700	-1.7	$\pm 0.2$

**Tabella 5.1:** valori dei coefficienti angolari per ogni bin radiale

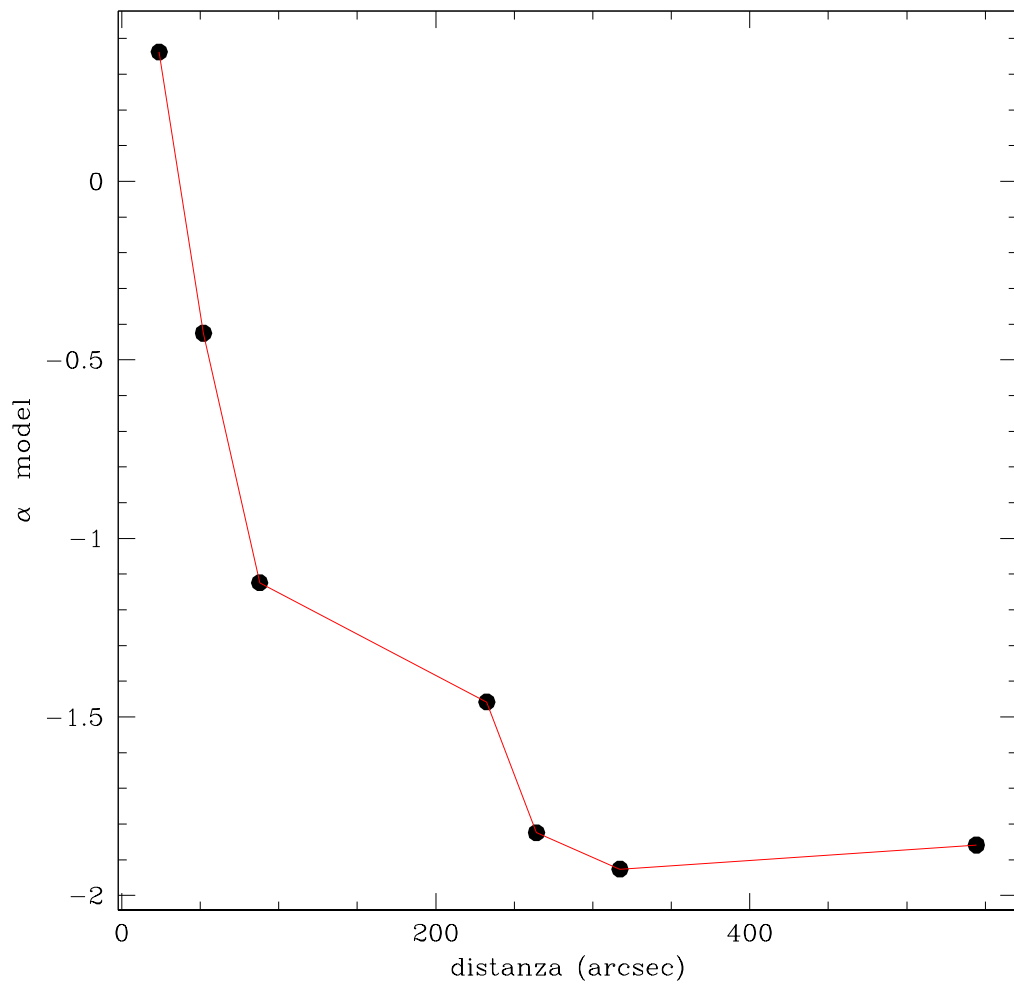
In Figura 5.7 viene mostrata la distribuzione dei coefficienti angolari in funzione della distanza dal centro dell'ammasso.

In questo grafico si può osservare come la pendenza della MF vari fortemente in funzione della distanza dal centro. In particolare, nei primi 100" questa variazione è molto evidente, si osserva infatti che nelle regioni centrali la pendenza della funzione di massa è più piatta rispetto a quella delle regioni più esterne. Ciò vuol dire che spostandosi nelle zone interne dell'ammasso, le stelle di più grande massa aumentano rispetto a quelle di piccola massa. Questo andamento è evidenza di un sistema dinamicamente molto evoluto. Nei bin più esterni, invece, la pendenza non diminuisce man mano che ci si sposta verso distanze radiali maggiori, ma si assiste ad un appiattimento dell'andamento dei coefficienti angolari, indice che nelle regioni periferiche il rapporto tra il numero di stelle di piccola e grande massa rimane pressoché costante. Questo effetto è evidenza di una forte interazione dell'ammasso con il campo mareale esterno, con conseguente perdita preferenziale di stelle di piccola massa (Vesperini & Heggie 1997 [51]).

Per confronto, in Figura 5.8 è mostrato il grafico corrispondente alla Figura 5.7, ottenuto con una simulazione *N-body*, di un sistema stellare di massa e orbita simile a quella di M15 e che si muove nel campo mareale di una galassia il cui potenziale è simile a quello della Via Lattea. I modelli mostrano che una distribuzione di  $\alpha$  in funzione del raggio simile a quella osservata in M15 si ottiene per un sistema molto vecchio dal punto di vista dinamico e che perde stelle per interazione mareale con la galassia ospite.



**Figura 5.7:** coefficienti angolari  $\alpha$  in funzione della distanza dal centro.



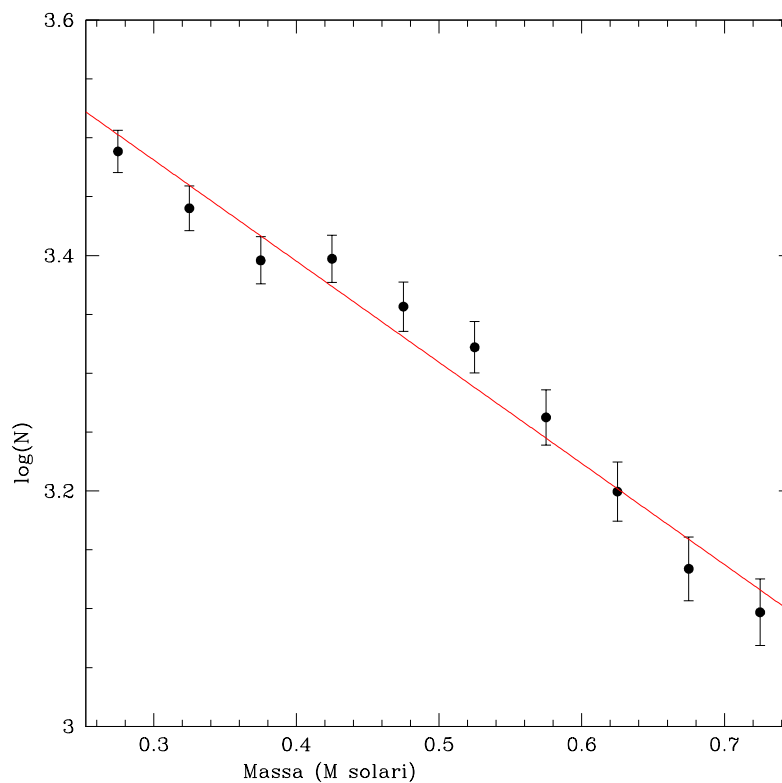
**Figura 5.8:** distribuzione radiale dei coefficienti  $\alpha$  per un modello di ammasso molto evoluto, ottenuto da una simulazione N-body.

## 5.4 Funzione di massa globale

Infine, è stata stimata la funzione di massa globale rappresentativa di tutto l'ammasso, che è uno degli elementi necessari per la stima della frazione di stelle binarie discussa nel Capitolo 6. Poiché il raggio di metà massa è quello che, rispetto alle altre scale caratteristiche di un ammasso globulare, varia meno nel tempo a causa dell'evoluzione dinamica del sistema, la funzione di massa globale è stata calcolata in un anello di  $\sim 10''$  attorno al raggio di metà massa di M15, che vale  $73''$  (DAlessandro et al. 2020, in preparazione). In particolare, è stato considerato il bin radiale di  $68''$ - $78''$  del campo di vista di ACS/WFC.

A questa distanza radiale, la completezza per le stelle di  $0.25M_{\odot}$  è del 75%, per cui è stato possibile calcolare la MF da  $0.25M_{\odot}$  a  $0.75M_{\odot}$ , coprendo un range di massa più ampio rispetto a quanto fatto per quella radiale.

La MF ottenuta è mostrata in figura 5.9 e risulta ben riprodotta da una retta di esponente  $\alpha = -0.86 \pm 0.02$ .



**Figura 5.9:** Funzione di massa globale.





# Capitolo 6

## Distribuzione radiale della frazione di binarie

In questo capitolo ci occuperemo dello studio della frazione di stelle binarie nell'ammasso M15, la cui distribuzione radiale rappresenta il terzo indicatore di segregazione di massa utilizzato in questa tesi per comprendere lo stato di evoluzione dinamica del sistema. In un sistema binario, infatti, la somma delle masse delle due componenti è maggiore della massa media delle stelle singole dell'ammasso, per cui una binaria tenderà a segregare maggiormente verso il centro a causa della frizione dinamica.

Vedremo quali sono le tecniche principali che vengono adottate per la ricerca di questo tipo di oggetti. In particolare si descriveranno due tecniche, una per determinare la frazione minima di binarie nell'ammasso e un'altra per determinare quella totale.

### 6.1 Metodi di ricerca delle stelle binarie

Tipicamente, per misurare la frazione di binarie si utilizzano tre tecniche:

- Studio della variabilità delle velocità radiali (Albrow et al. 2001 [52], Mathieu & Geller 2009 [53]),
- Ricerca di binarie ad eclisse (Cote et al. 1996 [54], Mateo 1996 [55]),
- Analisi della distribuzione delle stelle lungo la MS nel CMD (Rubenstein & Bailyn 1997 [56], Bellazzini et al. 2002 [46], Sollima et al. 2007 [48], Dalessandro et al. 2011 [57], Dalessandro et al. 2015 [26]),

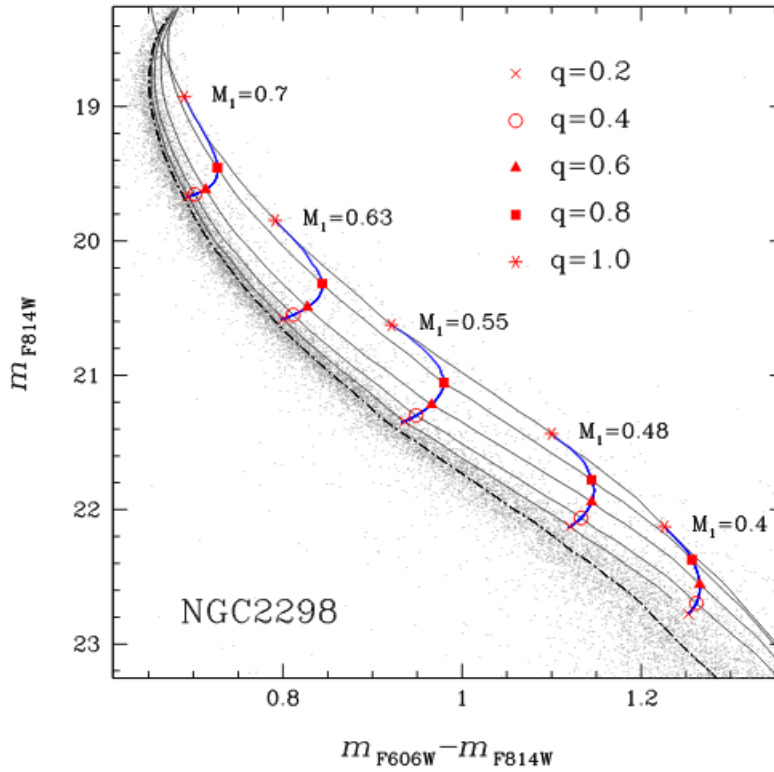
I primi due metodi richiedono osservazioni dirette del sistema binario mediante immagini o spettri multiepoca, rendendo questa operazione dispendiosa dal punto

di vista del tempo di osservazione e impraticabile per sistemi deboli o con piano orbitale coincidente con il piano del cielo.

In questo lavoro di tesi è stata utilizzata la tecnica della distribuzione delle stelle lungo la MS, in quanto le osservazioni dei nostri dataset sono state ottimizzate per campionarla fino alla regione di bassa luminosità, circa 5 - 6 magnitudini sotto al punto di TO. Inoltre, questa tecnica ha il vantaggio di essere più efficiente osservativamente e di non essere affetta da bias osservativi, quali l'inclinazione del sistema binario e il suo periodo orbitale, tipici delle altre tecniche menzionate.

Un sistema binario alla distanza tipica di un ammasso globulare (qualche kpc) è sempre non risolto, ma viene rilevato come una singola stella il cui flusso è uguale alla somma dei flussi delle due componenti. Il risultato è che ogni stella binaria di MS subisce uno spostamento nel CMD verso magnitudini più brillanti rispetto ad una stella singola, andando a definire una sequenza secondaria parallela alla MS. In particolare, la luminosità di una stella binaria corrisponde a quella della componente primaria più massiccia, aumentata di un fattore che dipende dal rapporto di massa delle due componenti, indicato con  $q = M_2/M_1$ . Infatti, poiché è noto che per le stelle lungo la MS vale una relazione massa-luminosità, la luminosità di un sistema binario può essere espressa in termini di rapporto di massa delle due componenti. Per definizione, la componente secondaria è la meno massiva, pertanto  $0 < q \leq 1$ , con al più  $q = 1$  nel caso in cui le due stelle abbiano la stessa massa. In quest'ultimo caso, il sistema avrà un flusso incrementato di un fattore 2, cioè risulterà  $\sim 0.75$  magnitudini più brillante della singola stella di MS. Infatti, siano  $F_1$  ed  $F_2$  i flussi delle rispettive componenti: se  $F_1 = F_2$ , la magnitudine del sistema sarà data da  $m_{sys} = -2.5\log(2F_1) = -2.5\log(2) - 2.5\log(F_1) = m_1 - 0.75$ . Se le due componenti non hanno la stessa massa ( $q < 1$ ), l'incremento sarà inferiore. Pertanto, la popolazione di binarie produrrà un allargamento della MS a seconda del valore assunto da  $q$ .

Un esempio, riferito all'ammasso NGC 2298, è mostrato in Figura 6.1 (immagine da Milone et al. 2012 [58]). La figura mostra le sequenze di MS e di binarie per diversi rapporti di massa  $q$ .  $M_1$  indica la massa della primaria.



**Figura 6.1:** CMD dell'ammasso globulare NGC 2298 con sovrapposti modelli di MS e sequenze di binarie, per diversi rapporti di massa. Le linee continue indicano le sequenze di  $q$  costante, mentre i tratti in blu segnano le sequenze di  $M_1$  costante. La linea tratteggiata rappresenta la linea media della MS.

In linea di principio, in un determinato range di massa, la frazione di binarie  $\xi$  sarà data dal rapporto tra il numero di sistemi binari  $N_{bin}$  che si trovano lungo questa sequenza secondaria e il numero totale di stelle di MS e binarie osservate nello stesso range di massa ( $N_{MS} + N_{bin}$ ):

$$\xi = \frac{N_{bin}}{(N_{MS} + N_{bin})} \quad (6.1)$$

La possibilità di misurare direttamente stelle binarie lungo la MS secondaria dipende dalla qualità dei dati. Infatti, l'errore fotometrico lungo la MS si traduce in un valore di soglia di  $q$  ( $q_{min}$ ), al di sotto del quale non sarà più possibile distinguere sistemi binari da stelle singole.

Il numero di sistemi binari con  $q > q_{min}$  definisce la "frazione minima". Il numero totale di stelle binarie definisce la "frazione globale". La derivazione di queste due quantità richiede due approcci diversi, che sono descritti in seguito.

Per l'analisi delle binarie, ci siamo avvalsi del dataset di ACS/WFC centrato sull'ammasso, per coprire le distanze fino a  $100''$  dal centro, integrato con le osservazioni di VIMOS per le regioni dai  $250''$  fino al raggio mareale ( $750''$ ). Con il dataset di ACS/WFC a nostra disposizione, si riescono a campionare stelle fino a  $q \sim 0.5$ .

## 6.2 Frazione minima

Per calcolare la frazione minima di stelle binarie ( $\xi_{min}$ ), occorre definire le regioni che delimitano la MS delle stelle singole e la sequenza secondaria delle binarie. La MS è definita come la regione nel CMD a  $\pm 3\sigma$  dalla linea media (ottenuta nel Capitolo 5), dove  $\sigma$  rappresenta l'errore fotometrico (Box A in Figura 6.3). La popolazione delle binarie è invece selezionata tra il limite rosso della sequenza di MS delle stelle singole e la sua traslazione a magnitudini più brillanti di 0.75, che definisce il luogo dei punti occupato da sistemi binari con  $q = 1$ . Per tenere conto dell'errore fotometrico, anche questo limite viene spostato di  $3\sigma$  verso colori rossi (Box B in Figura 6.3).

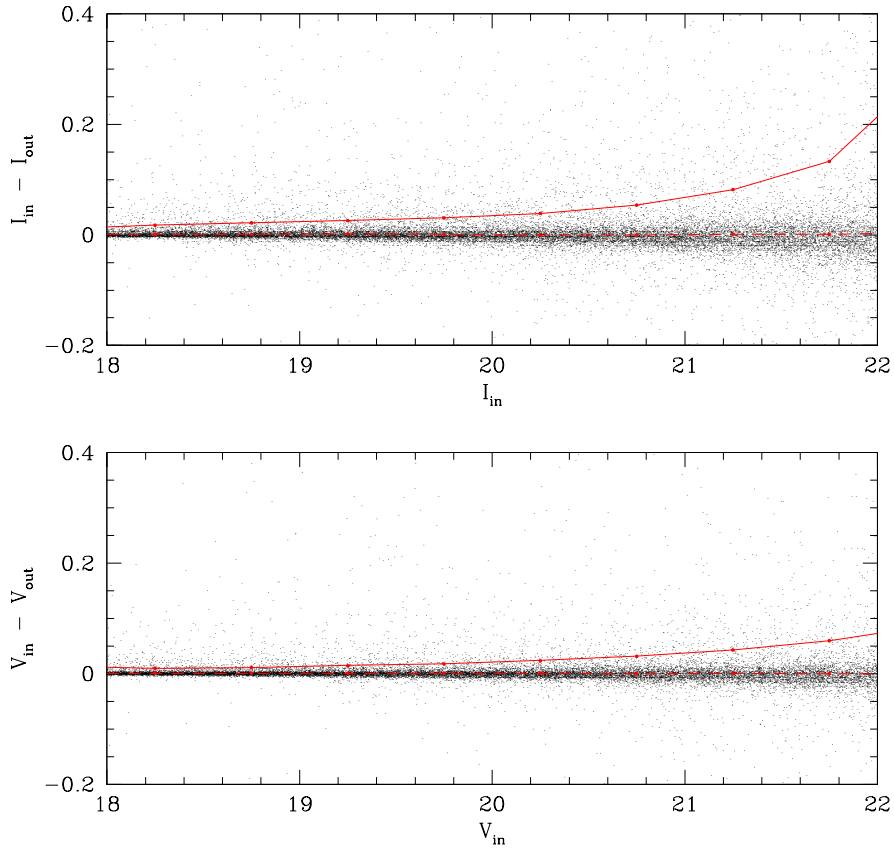
Operativamente la frazione minima di binarie è data dal rapporto tra il numero di stelle nella box B e quelle nelle due box. Tuttavia, per rendere questi numeri utilizzabili è necessario considerare tre effetti importanti:

- Completezza e sua variazione in funzione della magnitudine e della distanza dal centro dell'ammasso.
- Sovrapposizione di due stelle singole che possono simulare una binaria. In questo caso, le due stelle possono produrre un incremento in luminosità che ricalca quello prodotto da un sistema binario reale.
- Contaminazione da stelle di campo che nel CMD occupano le regioni della MS e delle stelle binarie.

Per correggere per il primo effetto, poiché non è possibile distinguere una binaria reale da due stelle sovrapposte, si utilizza un approccio statistico per stimare come queste siano distribuite nel CMD. Per questo scopo, si analizza la distribuzione dei residui tra le magnitudini di input e di output delle stelle artificiali (Figura 6.2). Dall'asimmetria della distribuzione, dovuta al numero di stelle recuperate con una magnitudine di output più brillante di quella assegnata in input, a causa della sovrapposizione tra stelle artificiali e reali, si ottiene una stima della frazione dei *blend*. Per quanto riguarda la decontaminazione da stelle di campo, ci si è avvalsi del modello "Besancon model of stellar population synthesis of the Galaxy"<sup>1</sup> (Robin et al. 2003 [59]), il quale è un modello semi-analitico che riproduce la

<sup>1</sup><https://model.obs-besancon.fr/>

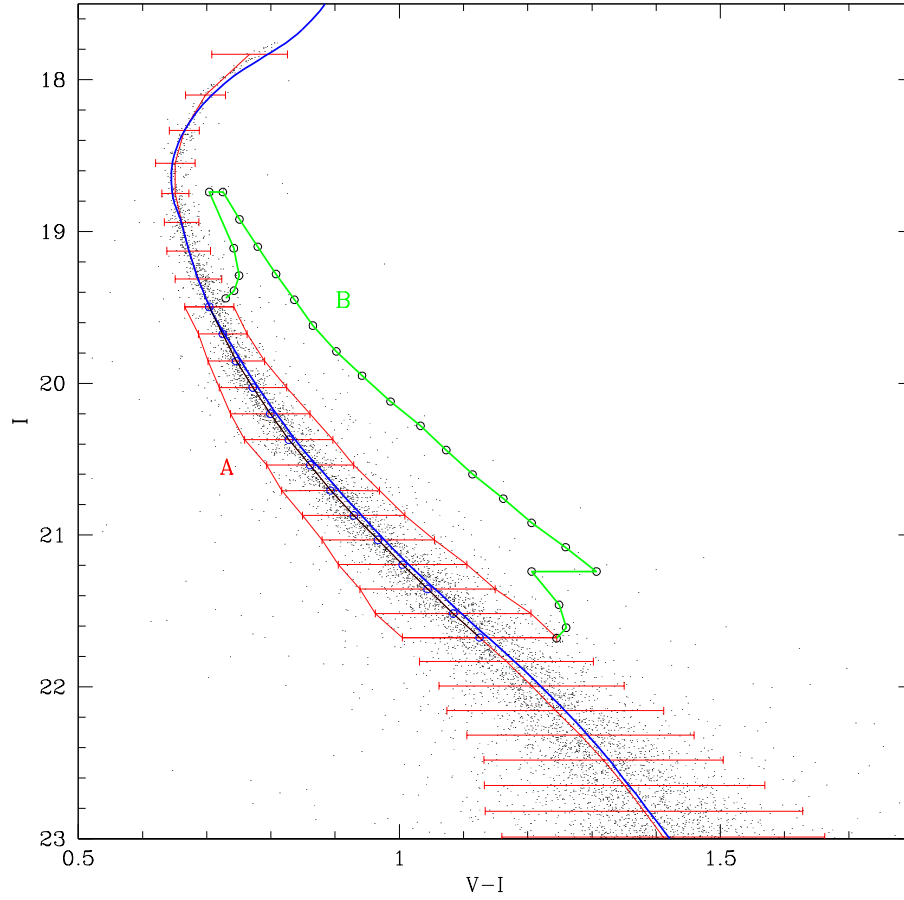
popolazione stellare della Galassia. Si è estratto da questo modello un catalogo che copre un'area di un grado quadrato in direzione di M15. Le procedura di decontaminazione è la stessa descritta nei Capitoli 4 e 5.



**Figura 6.2:** Differenza tra le magnitudini di input e di output, nei filtri I e V, per il catalogo delle stelle artificiali di ACS. La linea tratteggiata rappresenta il valor medio per le stelle con magnitudine compresa tra 18 e 22, mentre la linea continua è la linea a  $3\sigma$ .

L'analisi è stata eseguita nel range di magnitudine  $18.7 < I < 21.7$ . Il limite superiore è dato dal valore al TO, mentre per il limite inferiore si è scelto di adottare quello per cui la completezza, nel bin radiale più interno, è superiore al 50%. Questi due valori corrispondono ad un range di massa di  $\sim 0.55 - 0.78 M_{\odot}$ . In base a queste condizioni, sono state quindi definite le box di selezione che delimitano la regione della MS e delle binarie, mostrate in Figura 6.3.

La frazione di binarie è stata calcolata a diverse distanze dal centro, nei seguenti bin radiali: 20-30, 30-40, 40-70, 70-100, 250-400, 400-550, 550-700 arcsec.



**Figura 6.3:** box di selezione usate per identificare la popolazione delle stelle di MS e delle binarie. La regione di MS nel range di magnitudini di interesse, marcata in rosso (Box A), è occupata dalle stelle che hanno una differenza di colore dalla linea media entro  $\pm 3\sigma$ . In verde, la box che delimita la regione delle binarie (Box B).

Tenendo conto degli effetti spuri di contaminazione e *blend* sopracitati, l'equazione 6.1, può essere scritta come:

$$\xi_{min} = \frac{N_{bin}^{oss} - N_{bin}^{campo} - N_{bin}^{blend}}{(N_{MS}^{oss} - N_{MS}^{campo}) + (N_{bin}^{oss} - N_{bin}^{campo} - N_{bin}^{blend})} \quad (6.2)$$

Dove  $N_{MS}^{oss}$ ,  $N_{bin}^{oss}$  sono il numero totale di stelle osservate nelle rispettive regioni di MS e di binarie,  $N_{MS}^{campo}$ ,  $N_{bin}^{campo}$  il numero di stelle di campo, mentre  $N_{bin}^{blend}$  il numero di *blend*.

Il calcolo è stato eseguito quindi in tutti i bin radiali sopraelencati. I risultati sono

mostrati in Tabella 6.1. L'errore associato ad ogni quantità è di tipo Poissoniano, l'errore ottenuto sulla frazione di binarie è stato calcolato seguendo la propagazione degli errori.

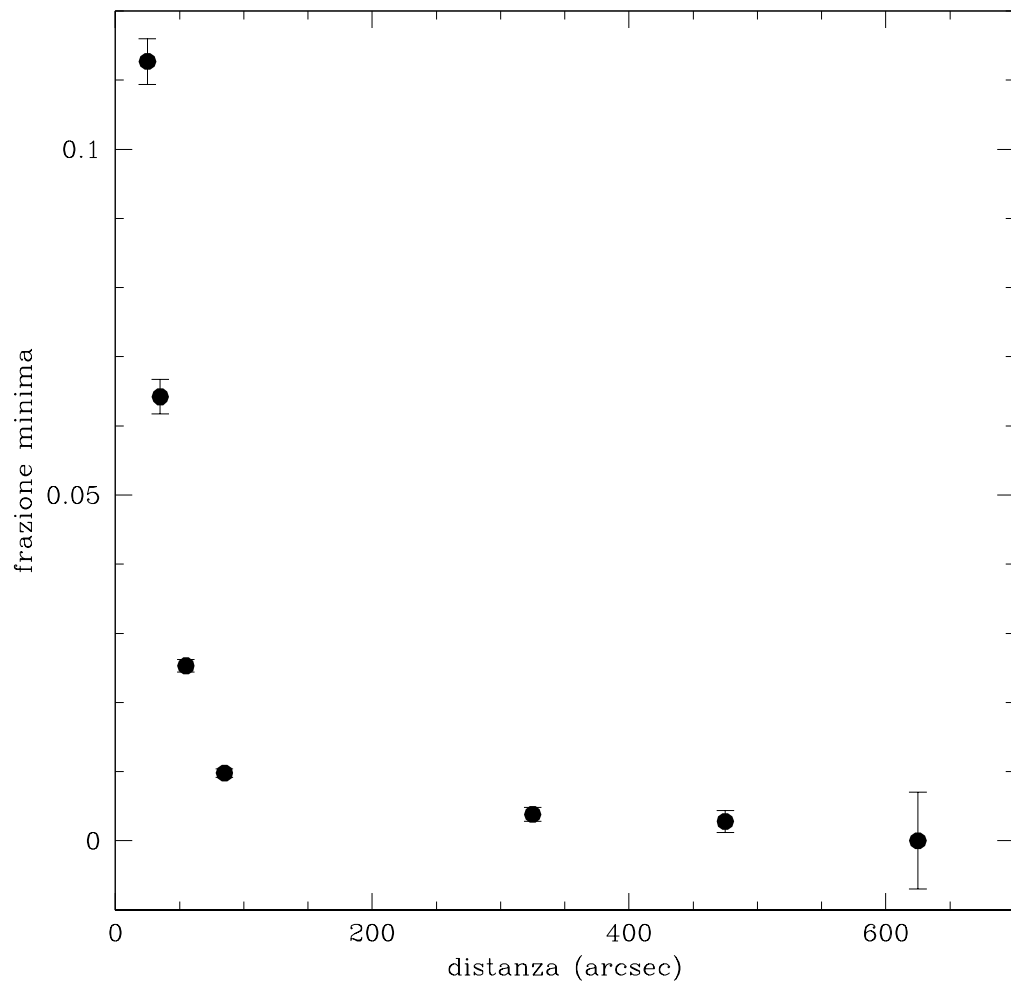
R (arcsec)	$\xi_{min}$	errore
20 - 30	0.113	$\pm 0.003$
30 - 40	0.064	$\pm 0.002$
40 - 70	0.0253	$\pm 0.0009$
70 - 100	0.0098	$\pm 0.0006$
250 - 400	0.004	$\pm 0.001$
400 - 550	0.003	$\pm 0.002$
550 - 700	0	$\pm 0.007$

**Tabella 6.1:** valori della frazione minima di binarie per ogni bin radiale.

I risultati mostrano una frazione minima di binarie che varia da  $\sim 11\%$  nel bin radiale più interno, fino ad essere consistente con un valore nullo nelle regioni esterne dell'ammasso. In Figura 6.4 è mostrata la distribuzione radiale della frazione minima di binarie.

Come si evince da questo grafico, la distribuzione mostra un picco di stelle binarie nelle regioni centrali dell'ammasso, seguito da una decrescita monotona verso le regioni periferiche. Questo trend è in accordo con uno scenario di un ammasso dinamicamente evoluto, in cui la frizione dinamica ha già segregato al centro anche le binarie inizialmente più distanti, con un conseguente incremento del numero di stelle binarie nelle regioni nucleari.

Come detto, però, questo metodo permette di calcolare solo una frazione minima di binarie, cioè solo quelle hanno un rapporto di massa superiore ad un valore minimo  $q_{min}$  che dipende dall'errore fotometrico. Il passo successivo è quindi quello di ottenere una stima della frazione globale.



**Figura 6.4:** Distribuzione radiale della frazione minima di binarie.



## 6.3 Frazione globale

Per ottenere la frazione di binarie totale ( $\xi_{TOT}$ ), indipendentemente dal valore del rapporto di massa  $q$ , si segue una procedura che consiste nel generare dei CMD sintetici, assumendo per ciascuno di essi un diverso valore di input della frazione di binarie ( $\xi_{IN}$ ). Dopodiché, si adotta come frazione globale il valore di input  $\xi_{IN}$  che fornisce la miglior corrispondenza tra la frazione di binarie simulata e quella osservata nei vari bin radiali considerati. Per questi cataloghi simulati, le popolazioni di stelle singole di MS e di binarie sono state generate nel seguente modo:

- Le masse delle stelle di MS sono state estratte a partire dal catalogo delle stelle artificiali, sulla base della funzione di massa globale di M15, ricavata nel Capitolo 5, il cui coefficiente angolare vale  $\alpha = -0.86 \pm 0.02$ .
- Le stelle binarie sono state simulate estraendole da una distribuzione di rapporti di massa  $f(q)$ . La distribuzione che si è optato di assumere è quella derivata da Fisher et al. 2005 [60], ottenuta tramite osservazioni spettroscopiche di stelle binarie di campo a distanze  $d < 100$  pc. Tale distribuzione, mostrata in Figura 6.5, rappresenta uno dei migliori vincoli su  $f(q)$  presenti in letteratura ed è assunta valida anche per gli ammassi globulari (Sollima et al. 2007, Dalessandro et al. 2011). Ottenute le masse, queste sono state poi convertite in magnitudini e i flussi sono stati sommati per simulare una binaria.

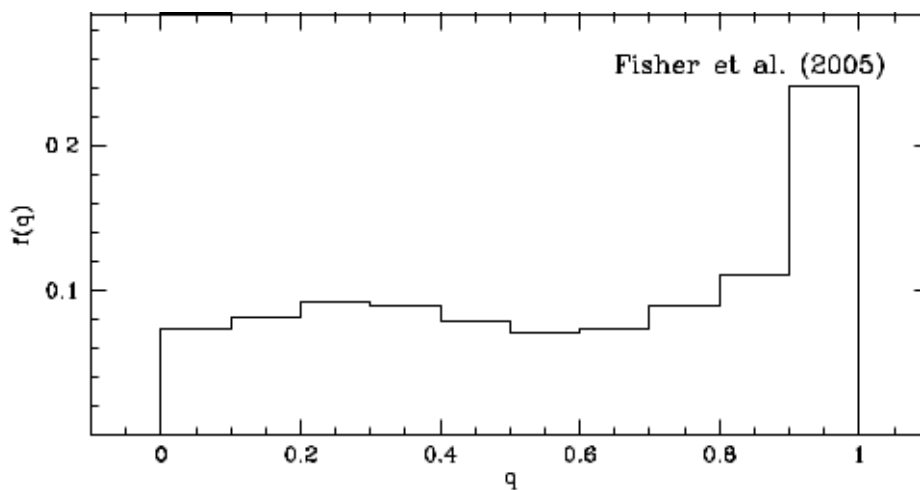
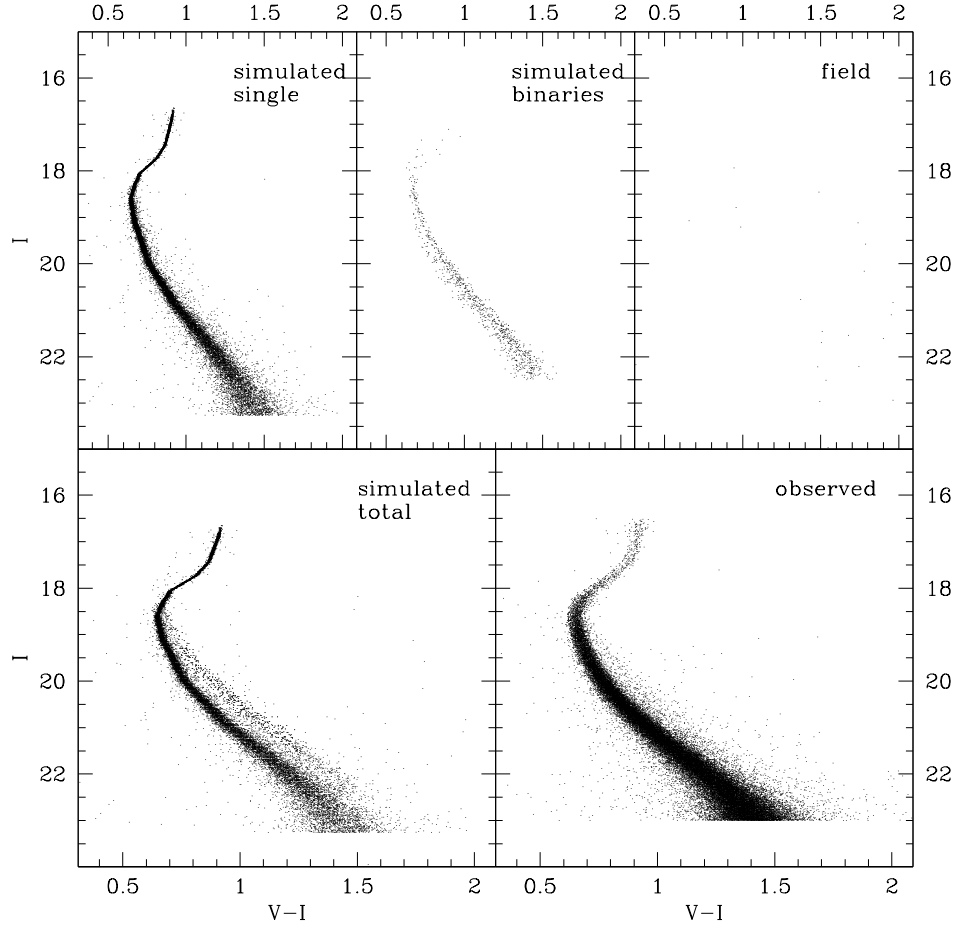


Figura 6.5: distribuzione dei rapporti di massa adottata da Fisher et al. 2005

Infine sono state aggiunte al campione anche le stelle del campo. Un esempio di diagramma sintetico e quello osservato sono rappresentati nei vari pannelli In Figura 6.6.



**Figura 6.6:** CMD osservato (in basso a destra) ed esempio di CMD simulato (in basso a sinistra). Nei pannelli superiori sono mostrati singolarmente i CMD sintetici delle stelle di MS (a sinistra), delle binarie (al centro) e del campo (a destra).

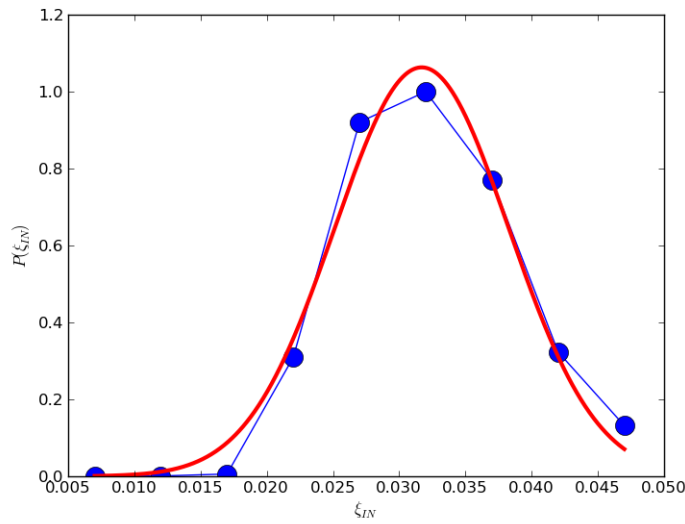
A questo punto, è stato calcolato il rapporto  $\xi_{sim} = N_{bin}^{sim} / N_{TOT}^{sim}$  tra il numero di stelle della popolazione di binarie e quello totale (MS+binarie) per il catalogo sintetico. Lo stesso rapporto è stato calcolato anche per le stelle del catalogo osservato:  $\xi_{obs} = N_{bin}^{obs} / N_{TOT}^{obs}$ .

L'intera procedura è stata ripetuta 100 volte per valori di input  $\xi_{IN}$  compresi tra

0.005 e 0.2, ed è stato calcolato il  $\chi^2$ :

$$\chi^2(\xi_{IN}) = \sum_{i=1}^{100} (\xi_{sim,i} - \xi_{obs})^2 \quad (6.3)$$

e la relativa probabilità associata  $P(\xi_{IN})$ . Il valor medio della Gaussiana che meglio riproduce l'andamento di  $P(\xi_{IN})$  viene adottato come frazione globale di quel bin radiale, mentre l'errore è la deviazione standard  $\sigma$  (Figura 6.7). Per quanto riguarda il dataset di VIMOS, l'intera procedura è stata eseguita sugli stessi bin radiali in cui è già stata calcolata la frazione minima di binarie. Per il campione ACS, invece, ci siamo limitati a due soli intervalli radiali (20-40 e 40-100 secondi d'arco) a causa della bassa statistica del catalogo di stelle artificiali disponibile. I risultati sono riportati in Tabella 6.2.

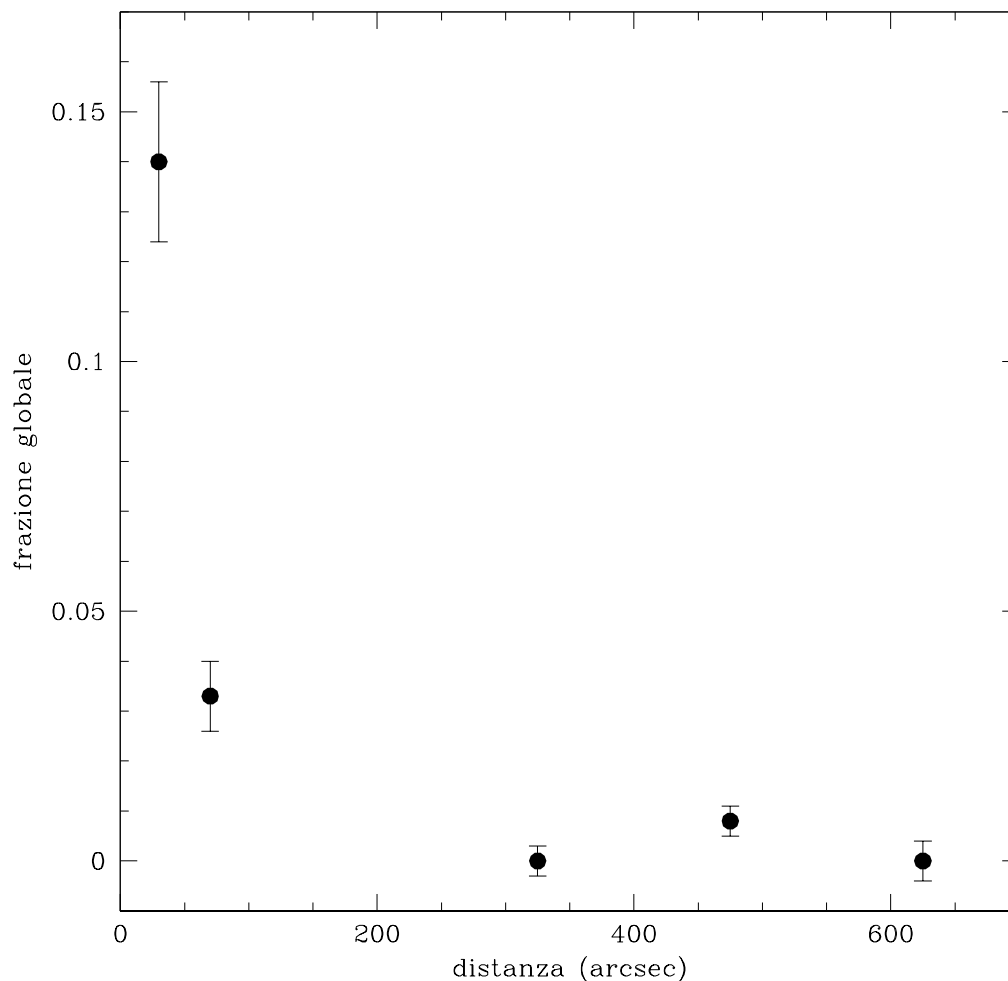


**Figura 6.7:** Distribuzione di probabilità della frazione di binarie di input  $\xi_{IN}$ , per il bin radiale 70"-100" del dataset di ACS/WFC.

R (arcsec)	$\xi_{TOT}$	errore
20 - 40	0.14	$\pm 0.02$
40 - 100	0.033	$\pm 0.007$
250 - 400	0	$\pm 0.003$
400 - 550	0.008	$\pm 0.003$
550 - 700	0	$\pm 0.004$

**Tabella 6.2:** valori della frazione globale di binarie per ogni bin radiale.

La distribuzione radiale della frazione globale di binarie è mostrata in Figura 6.8.



**Figura 6.8:** Distribuzione radiale della frazione globale di binarie.

Per quanto le incertezze siano maggiori e il campionamento radiale più limitato rispetto al caso della frazione minima di binarie, anche nella distribuzione della frazione globale si osserva un picco centrale (corrispondente a una frazione del  $\sim 14\%$ ), seguito da una decrescita monotona verso le regioni esterne dell'ammasso fino a valori compatibili con  $0\%$ .

Questo tipo di distribuzione radiale è in accordo con quella trovata per le BSS, fornendo quindi un'ulteriore evidenza a supporto di un ammasso dinamicamente evoluto, dove la frizione dinamica ha agito fino alle regioni periferiche dell'ammasso, segregando gli oggetti più massicci nelle regioni centrali.

# Capitolo 7

## Conclusioni

In questo lavoro di tesi abbiamo analizzato lo stato di evoluzione dinamica dell'ammasso globulare galattico M15, utilizzando tre indicatori differenti:

- Distribuzione radiale delle Blue Straggler Stars;
- Variazione radiale della funzione di massa;
- Distribuzione radiale della frazione di stelle binarie.

Per poter condurre questo studio in maniera adeguata, è stato necessario avvalersi di un'opportuna combinazione di dataset in grado di campionare l'intera estensione radiale di M15. Tale combinazione include osservazioni ottenute mediante telescopi *ground-based* utili per campionare le regioni esterne dell'ammasso (caratterizzate da campi stellari poco affollati) e osservazioni ad alta risoluzione angolare condotte col telescopio spaziale HST, utili per campionare le dense regioni centrali. Per ricavare la distribuzione radiale delle BSS sono state utilizzate osservazioni in banda ultravioletta ottenute con le camere ACS/HRC e WFC3/UVIS di HST. La combinazione di alta risoluzione e filtri UV minimizza l'effetto di *crowding* nelle regioni centrali, poichè a lunghezze d'onda UV, le giganti rosse (che dominano la brillantezza superficiale nell'ottico) diventano relativamente deboli, mentre le stelle calde come le BSS risultano essere le sorgenti più luminose e più facilmente identificabili. Questo dataset è stato integrato per le regioni esterne da una serie di osservazioni ottenute con la camera CFH12K del telescopio CFHT.

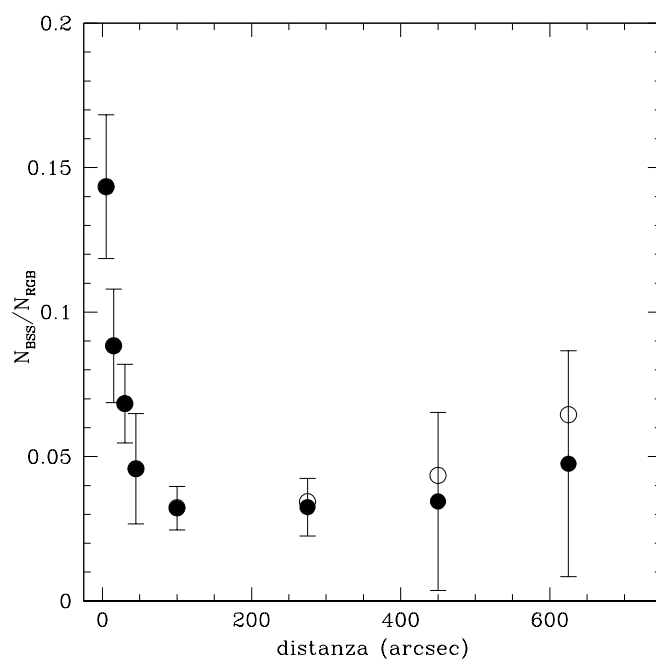
Al fine di studiare la funzione di massa e la frazione di stelle binarie, si è utilizzato un dataset ottimizzato per la rilevazione di stelle lungo la MS dell'ammasso. Per poter campionare in maniera opportuna le stelle lungo la MS, sono state necessarie osservazioni in banda ottica ad alta risoluzione e con tempi di esposizione sufficientemente lunghi tali da permettere di osservare con un buon livello di completezza anche le stelle di più piccola massa, situate nella regione di bassa luminosità della

MS. Per questo scopo, ci siamo dunque serviti di una serie di osservazioni ottiche ottenute con la camera ACS/WFC di HST per risolvere le regioni interne dell'ammasso, mentre abbiamo usato un dataset acquisito con la camera VIMOS del VLT per campionare le regioni esterne fino al raggio mareale.

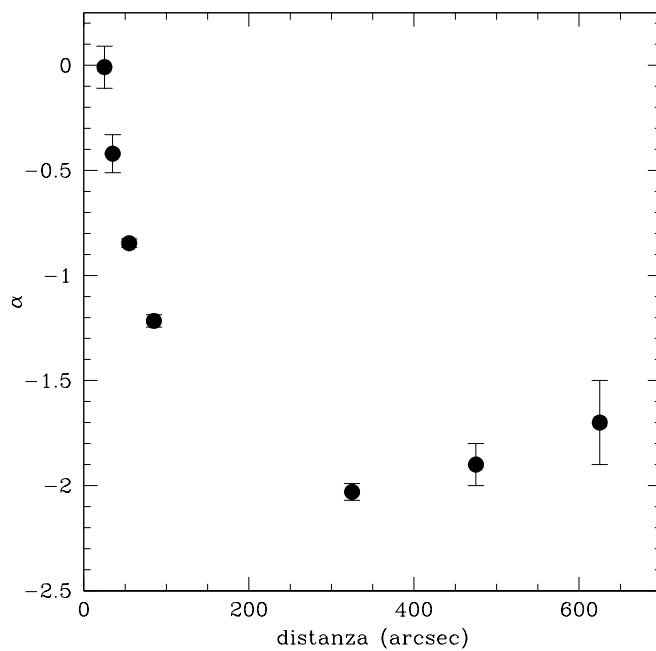
Riassumiamo ora le tecniche con cui sono stati analizzati i tre indicatori di evoluzione dinamica. La distribuzione radiale delle BSS è stata ottenuta dividendo l'ammasso in una serie di bin radiali concentrici attorno al centro di gravità. All'interno di ciascun bin è stato calcolato il rapporto tra il numero di BSS e il numero di stelle di una popolazione di riferimento (in questo caso l'RGB). Il risultato è mostrato in Figura 7.1.

La funzione di massa è stata ottenuta dividendo la MS in bin di massa e contando il numero di stelle in ciascuno di questi bin, a diverse distanze radiali. Questa analisi è stata eseguita nel range di massa  $0.45M_{\odot} - 0.75M_{\odot}$  ( $\sim$  massa al TO) e a partire dai  $20''$  di distanza dal centro. Questa combinazione ha garantito un livello di completezza pari almeno al 50% anche nei bin radiali più interni. Dopodiché siamo andati a vedere come cambia la pendenza  $\alpha$  delle MF così ottenute alle diverse distanze dal centro. Il risultato è mostrato in Figura 7.2.

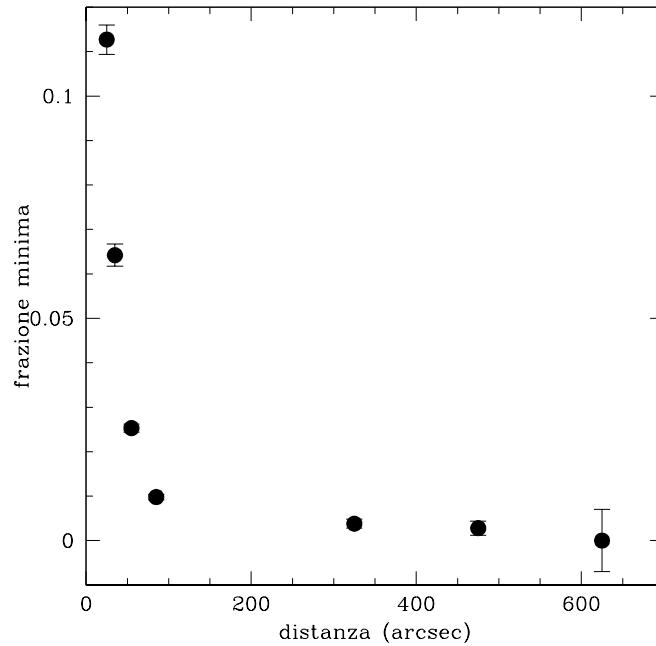
Per lo studio delle binarie abbiamo diviso l'ammasso in bin radiali e per ciascuno di essi abbiamo calcolato il rapporto tra il numero di stelle lungo la "MS secondaria", in cui si ritiene siano presenti i sistemi binari, e il numero totale di sorgenti osservate (stelle di MS e binarie). Il grafico della frazione minima (cioè con rapporto di massa tra le due componenti  $q > 0.5$ ) di sistemi binari così ottenuto è mostrato in Figura 7.3.



**Figura 7.1:** Distribuzione radiale della frazione di BSS rispetto al numero di stelle di RGB.



**Figura 7.2:** Variazione radiale dell'esponente della funzione di massa.



**Figura 7.3:** distribuzione radiale della frazione minima di binarie.

Per quanto riguarda la distribuzione radiale di BSS, la sua variazione in funzione della distanza dal centro dell'ammasso è consistente con una distribuzione unimodale che presenta un picco nella regione centrale dell'ammasso, seguito da una decrescita monotona. Questo tipo di andamento è tipico degli ammassi dinamicamente evoluti, classificati come Famiglia III nel contesto dello scenario dell'orologio dinamico descritto da Ferraro et al. (2012). In questi sistemi la frizione dinamica ha avuto tempo sufficiente per segregare verso il centro le BSS anche dalle regioni più esterne. Anche la distribuzione delle stelle binarie mostra una forma del tutto analoga, ed è pertanto in ottimo accordo con questo scenario. Infatti, proprio come le BSS, le binarie sono stelle più massicce rispetto alla media delle stelle presenti in un ammasso di età avanzata come M15 e in questo caso la frizione dinamica ha già segregato al centro anche le binarie più distanti.

Anche la variazione radiale della funzione di massa mostra un andamento tipico di un ammasso dinamicamente molto evoluto. Si osserva infatti come la pendenza della MF vari fortemente in funzione della distanza dal centro, In particolare, il coefficiente angolare  $\alpha$  mostra una decrescita ripida fino a circa 100" dal centro, andamento che è riconducibile ad una significativa segregazione di massa, la quale ha portato un numero progressivamente maggiore di stelle massicce nelle regioni centrali e di stelle di massa minore verso le regioni via via più esterne.

Nelle regioni più esterne è possibile osservare un'inversione rispetto all'andamento



visto nelle regioni centrali: il coefficiente angolare  $\alpha$  non diminuisce più mano mano che ci si sposta verso le regioni più periferiche ma si mantiene pressoché costante fino al raggio mareale dell'ammasso. Tale fenomeno è riconducibile alla perdita di stelle di piccola massa nelle regioni esterne dell'ammasso a causa dell'interazione col campo gravitazionale della Galassia.

I risultati ottenuti hanno permesso, quindi, di classificare in maniera inequivocabile, utilizzando tre diversi indicatori indipendenti, l'ammasso globulare M15 come un sistema dinamicamente molto evoluto.

Prima di questa tesi, l'unico indizio in questo senso era rappresentato dalla forma del profilo di brillantezza superficiale (Figura 1.16), che mostra la deviazione centrale dal modello di King attesa nel caso di un sistema che ha già subito il collasso del nucleo. La conferma del fatto che M15 sia un ammasso dinamicamente molto evoluto porta anche ulteriore supporto all'ipotesi secondo la quale la presenza di una doppia sequenza di BSS (recentemente osservata in questo sistema: Figura 1.17) sia legata al core collapse. Questo suggerisce che per rivelare la presenza di nuove doppie sequenze di BSS sia necessario concentrare gli sforzi su ammassi stellari dinamicamente evoluti, con l'incomparabile prospettiva di riuscire addirittura a datare l'epoca in cui è avvenuto il collasso del nucleo ( $\sim 5.5$  Gyr fa in M15; Beccari et al. 2019).

Come evidenziato nell'analisi, ognuno dei tre traccianti usati per la stima dell'età dinamica mostra vantaggi e limiti differenti dal punto di vista osservativo, legati principalmente alla disponibilità di campioni di stelle adeguati e alla loro luminosità. A questo riguardo, il buon accordo tra i risultati ottenuti con i differenti indicatori di segregazione di massa fornisce ulteriore supporto all'uso della distribuzione radiale di BSS (ovvero dell'*orologio dinamico*) come efficiente indicatore dello stato di evoluzione dinamica di sistemi stellari. Infatti, tra i traccianti usati, le BSS sono significativamente più brillanti rispetto alle stelle di sequenza principale e alle binarie. Di conseguenza, la loro analisi è certamente più semplice e meno soggetta a bias osservativi (come la completezza) o assunzioni (come nel caso delle binarie). In altri termini, la distribuzione radiale delle BSS rappresenta l'indicatore di segregazione di massa più efficiente. Questo ha importanti conseguenze sulla possibilità di stimare direttamente l'età dinamica anche in sistemi lontani, come gli ammassi globulari nelle regioni esterne dell'alone galattico e i sistemi stellari nelle galassie nane satelliti della Via Lattea, come le Nubi di Magellano e Fornax. La possibilità di estendere questo tipo di studi anche in ambienti al di fuori della nostra galassia è importante per verificare il comportamento dell'*orologio dinamico* in sistemi con strutture e storie evolutive diverse, e di verificare il ruolo del potenziale della galassia ospite sull'evoluzione dinamica dei suoi ammassi stellari.



# Bibliografia

- [1] William E. Harris. A New Catalog of Globular Clusters in the Milky Way. *ArXiv e-prints*, December 2010.
- [2] Barmby, Pauline; Huchra, John P. M31 Globular Clusters In The Hubble Space Telescope Archive. I. Cluster Detection And Completeness. *The Astronomical Journal*, 122: 2458-2468, 2001.
- [3] Strom, S. E.; Forte, J. C.; Harris, W. E.; Strom, K. M.; Wells, D. C.; Smith, M. G., The halo globular clusters of the giant elliptical galaxy Messier 87. *Astrophysical Journal*, vol. 245, n° 5457, pp. 416–453 (1981).
- [4] E. Carretta, A. Bragaglia, R. G. Gratton, et al. Na-O Anticorrelation and HB. VII. The chemical composition of first and second-generation stars in 15 globular clusters from GIRAFFE spectra. *A&A Volume 505, Number 1* (2009).
- [5] Gratton, Raffaele G.; Carretta, Eugenio; Bragaglia, Angela. Multiple populations in globular clusters. Lessons learned from the Milky Way globular clusters. *The Astronomy and Astrophysics Review*, Volume 20, article id.50 (2012).
- [6] Sandage, A. R. The color-magnitude diagram for the globular cluster M3. *AJ* 58, pp. 61–75, (1953).
- [7] Michael M. Shara et al. The First Direct Measurement of the Mass of a Blue Straggler in the Core of a Globular Cluster: BSS 19 in 47 Tucanae. *ApJ*, 489, L59 (1997).
- [8] G. Fiorentino et al. Blue Straggler Masses from Pulsation Properties. I. The Case of NGC 6541. *ApJ*, 783, 34 (2014).
- [9] Raso et al. Spectral Energy Distribution of Blue Stragglers in the Core of 47 Tucanae. *ApJ*, 879, 56 (2019).
- [10] Hills, J. G. & Day, C. A. Stellar collisions in globular clusters. *Astrophys. J.* 17, 87–93 (1976).

- [11] McCrea, W. H. Extended main-sequence of some stellar clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Vol. 128, 147–155 (1964).
- [12] A. Sollima, B. Lanzoni, G. Beccari, F. R. Ferraro and F. Fusi Pecci. The correlation between blue straggler and binary fractions in the core of Galactic globular clusters. *A&A*, 481, 701-704 (2008)
- [13] C. Knigge, N. Leigh, A. Sills. A binary origin for 'blue stragglers' in globular clusters. *Nature*, 457, 288 (2009).
- [14] F. R. Ferraro, B. Paltrinieri, F. Fusi Pecci et al. HST Observations of Blue Straggler Stars in the Core of the Globular Cluster M3. *A&A*, 324, 915 (1997).
- [15] Ferraro, F., Beccari, G., Dalessandro, E. et al. Two distinct sequences of blue straggler stars in the globular cluster M 30. *Nature* 462, 1028–1031 (2009).
- [16] King, Ivan R. The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models. *Astronomical Journal*, Vol. 71, p. 64 (1966).
- [17] Ferraro, F. R. et al. Blue Stragglers in the Galactic globular clusters M3: Evidence for two populations. *The Astronomical Journal* vol. 106, pp. 2324–2334 (1993).
- [18] Renzini A., Buzzoni A. (1986) Global Properties of Stellar Populations and the Spectral Evolution of Galaxies. In: Chiosi C., Renzini A. (eds) *Spectral Evolution of Galaxies*. *Astrophysics and Space Science Library* (A Series of Books on the Recent Developments of Space Science and of General Geophysics and Astrophysics Published in Connection with the Journal *Space Science Reviews*), vol 122. Springer, Dordrecht.
- [19] Ferraro, F., Lanzoni, B., Dalessandro, E. et al. Dynamical age differences among coeval star clusters as revealed by blue stragglers. *Nature* 492, 393–395 (2012).
- [20] Jeremy J. Webb, Enrico Vesperini. Radial Variation in the Stellar Mass Functions of Star Clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 463, 2383-2293 (2016).
- [21] Jeremy J. Webb, Enrico Vesperini, Emanuele Dalessandro, Giacomo Beccari, Francesco R. Ferraro, Barbara Lanzoni. Modelling the observed stellar mass function and its radial variation in galactic globular clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 471, Issue 4, November 2017, Pages 3845–3855.

- [22] Hut P. et al. Binaries in Globular Clusters. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. 104: 981-1034, (1992).
- [23] Romani, R., Kulkarni, S. & Blandford, R. Formation of a millisecond pulsar in a globular cluster. *Nature* 329, 309–310 (1987).
- [24] Francesco R. Ferraro et al. The Bright Optical Companion to the Eclipsing Millisecond Pulsar in NGC 6397. *ApJ*, 561, L93 (2001).
- [25] G. Beccari et al. Deep Multi-Telescope Photometry Of NGC 5466. I. Blue Stragglers And Binary Systems *ApJ*, 776, 60 (2013).
- [26] E. Dalessandro et al. No evidence of mass segregation in the low mass Galactic globular cluster NGC 6101. *ApJ*, 810, 40 (2015).
- [27] Beccari, G. et al. (2019). Discovery of a Double Blue Straggler Sequence in M15: New Insight into the Core-collapse Process. *AJ* 876, 1.
- [28] Eva Noyola and Karl Gebhardt. Surface Brightness Profiles of Galactic Globular Clusters from Hubble Space Telescope Images. *AJ*, 132, 447 (2006)
- [29] Starr B.M., Cuillandre JC., Isani S., Luppino G. (2000) CFH12K: 12K x 8K CCD Mosaic Camera for the CFHT Prime Focus. In: Amico P., Beletic J.W. (eds) *Optical Detectors For Astronomy II*. *Astrophysics and Space Science Library*, vol 252. Springer, Dordrecht.
- [30] Ubeda, L., et al. 2012, “ACS Instrument Handbook”, Version 12.0 (Baltimore: STScI)
- [31] 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.
- [32] G. Piotto 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.
- [33] Nardiello, D. et al. (2018) The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters - XVII. Public Catalogue Release. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 481, Issue 3, p.3382-3393
- [34] Stetson, Peter B. . DAOPHOT - A computer program for crowded-field stellar photometry. *Astronomical Society of the Pacific, Publications*, (ISSN 0004-6280), vol. 99, March 1987, p. 191-222. 03/1987. <http://adsabs.harvard.edu/abs/1987PASP...99..191S>

- [35] Stetson, Peter B. . User's Manual for DAOPHOT II. 1998 November 19. <http://www.star.bris.ac.uk/~mbt/daophot/>
- [36] Gaia Data Release 2 - Summary of the contents and survey properties, *A&A* 616, A1 (2018)
- [37] P B Stetson, E Pancino, A Zocchi, N Sanna, M Monelli, Homogeneous photometry – VII. Globular clusters in the Gaia era, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 485, Issue 3, May 2019, Pages 3042–3063.
- [38] Lanzoni B. et al. Refining the Dynamical Clock for Star Clusters. *The Astrophysical Journal Letters*, Volume 833, Issue 2, article id. L29, 6 pp. (2016).
- [39] Montegriffo, P. et al. IR-array photometry of Galactic globular clusters - II. JK photometry of 47 TUC. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 276, Issue 3, October 1995, Pages 739–752.
- [40] Cadelano M. et al. Proper Motions and Structural Parameters of the Galactic Globular Cluster M71. *ApJ* 836, 170 (2017)
- [41] Lanzoni B. et al. New density profile and structural parameters of the complex stellar system Terzan 5. *ApJ* 717, 653 (2010)
- [42] Dalessandro E. et al. Blue Straggler Stars in the unusual globular cluster NGC 6388. *ApJ* 677, 1069 (2008)
- [43] Ferraro Francesco R. et al. Discovery of another peculiar radial distribution of Blue Stragglers in globular clusters: the case of 47 Tucanae. *ApJ* 603, 127 (2004)
- [44] Lanzoni B. et al. A panchromatic study of the globular cluster NGC 1904. I. The Blue Straggler population. *ApJ* 663, 1040 (2007).
- [45] Dalessandro et al. Double Blue Straggler sequences in Globular Clusters: the case of NGC 362. *ApJ* 778, 135 (2013).
- [46] Bellazzini, M., Fusi Pecci, F., Messineo, M., Monaco, L., Rood, R. T. Deep Hubble Space Telescope WFPC2 photometry of NGC 288. I. Binary systems and blue stragglers. *AJ*, 123, 1509 (2002).
- [47] Dotter, A., et al. The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. IX. Horizontal Branch Morphology and the Second Parameter Phenomenon. *ApJ*, 708, 698 (2010).

- [48] A. Sollima, G. Beccari, F. R. Ferraro, F. Fusi Pecci, A. Sarajedini. The fraction of binary systems in the core of 13 low-density Galactic globular clusters, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 380, Issue 2, Pages 781–791, September 2007.
- [49] Matthias J. Frank, Eva K. Grebel, Andreas H. W. Küpper, Mass segregation in the outer halo globular cluster Palomar 14. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 443, Issue 1, 1 September 2014, Pages 815–827
- [50] K. Jordi et al. Testing Fundamental Physics with Distant Star Clusters: Analysis of Observational Data on Palomar 14. *AJ*, 137, 4586 (2009).
- [51] E. Vesperini, D. C. Heggie, On the effects of dynamical evolution on the initial mass function of globular clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 289, Issue 4, August 1997, Pages 898–920
- [52] Albrow, M. D., Gilliland, R. L., Brown, T. M., Edmonds, P. D., Guhathakurta, P., & Sarajedini, A., *ApJ*, 559, 1060 (2001).
- [53] Mathieu, R., Geller, A. A binary star fraction of 76 per cent and unusual orbit parameters for the blue stragglers of NGC 188. *Nature* 462, 1032–1035 (2009).
- [54] Cote, P., Pryor, C., McClure, R. D., Fletcher, J. M., & Hesser, J. E. Spectroscopic Binaries in Globular Clusters. II. A Search for Long-Period Binaries in M22. *AJ*, 112, 574 (1996).
- [55] Mateo M. 1996, *ASP Conf. Ser.* 90, *The Origins, Evolution and Destinies of Binary Stars in Clusters*, ed . E. F. Milone & J. C. Mermilliod (San Francisco, CA: ASP), 21.
- [56] Rubenstein, E. P., & Bailyn, C. D. Hubble Space Telescope Observations of the Post–Core-Collapse Globular Cluster NGC 6752. II. A Large Main-Sequence Binary Population. *Apj*, 474, 701 (1997)
- [57] Dalessandro E.; Lanzoni B.; Beccari G.; Sollima A.; Ferraro F. R.; Pasquato M., *The Binary Fraction in the Globular Cluster M10 (NGC 6254): Comparing Core and Outer Regions*, *ApJ*, 743, 11 (2011)
- [58] Milone, A. P.; Piotto, G. et al. The ACS survey of Galactic globular clusters XII. Photometric binaries along the mainsequence. *A& A* 540, A16 (2012).
- [59] Robin, A. C.; Reylé, C.; Derrière, S.; Picaud, S. A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way. *Astronomy and Astrophysics*, v.409, p.523-540 (2003).

- [60] Fisher, J., Schroder, K.P., & Smith, R. C. What a local sample of spectroscopic binaries can tell us about the field binary population, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 361, Issue 2, August 2005, Pages 495–503