

Università degli Studi di Padova

Dipartimento di Fisica e Astronomia “Galileo Galilei”

Corso di Laurea Magistrale in Astronomia



STUDIO DELLE POPOLAZIONI STELLARI MULTIPLE
NELL'AMMASSO GLOBULARE NGC 6723

Relatore: Prof. Giampaolo Piotto

Correlatore: Dott. Domenico Nardiello

Laureando: Marco Menegazzo

Laurea Magistrale in Astronomia

Tesi di Laurea

ANNO ACCADEMICO 2016–2017

Indice

1	INTRODUZIONE	1
1.0.1	Introduzione	1
1.1	Meccanismi di formazione delle popolazioni stellari multiple	4
1.1.1	Stelle di AGB di massa intermedia	6
1.1.2	Stelle massicce che ruotano velocemente	6
1.1.3	Stelle binarie massicce interagenti	6
1.1.4	Stelle super-massicce	6
1.1.5	Vincoli osservativi	7
1.2	The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters . .	7
1.3	L'ammasso globulare NGC 6723	10
2	RIDUZIONE DATI	17
2.1	Dati	17
2.1.1	Strumenti utilizzati per le osservazioni	17
2.1.2	Dati	20
2.2	First-pass photometry	20
2.2.1	PSF	20
2.2.2	hst1pass	24
2.2.3	Trasformazioni	28
2.3	Second-pass photometry	32
2.3.1	Stack	34
2.3.2	Bright list	35
2.3.3	KS2	36
2.4	Catalogo	36
2.4.1	Calibrazione	36
2.4.2	Reddening differenziale	38
2.4.3	Cataloghi finali	40
3	ANALISI	45
3.1	Diagrammi Colore Magnitudine	45
3.2	Mappa Cromosomica	51
3.3	Re-mapping	53
3.4	Chimica	56
4	CONCLUSIONI	63

Riassunto

Fino a pochi anni fa, si credeva che gli ammassi globulari fossero l'esempio per antonomasia di "popolazione stellare semplice", ovvero stelle formatesi allo stesso momento e aventi le stesse proprietà chimiche. La scoperta di sequenze multiple nei diagrammi colore-magnitudine di quasi tutti gli ammassi globulari della Galassia, ci ha fatto capire che questi oggetti non sono formati da una singola popolazione, ma ospitano diverse popolazioni stellari caratterizzate da proprietà chimiche diverse. Queste variazioni chimiche sono differenti da ammasso ad ammasso e sono la prova che sulla superficie delle stelle degli ammassi è presente materiale che è stato prodotto dal bruciamento dell'idrogeno ad alte temperature.

In questo lavoro ho analizzato le popolazioni stellari multiple nell'ammasso globulare NGC 6723, perché presenta delle caratteristiche molto particolari che pochi altri ammassi posseggono. Infatti come mostrato in Milone et al. (2017) nella mappa cromosomica (un particolare diagramma due colori) le popolazioni multiple di NGC 6723 si distribuiscono in due gruppi principali, corrispondenti a due generazioni distinte di stelle. La ulteriore peculiarità sta nel fatto che la prima generazione sembra sia formata a sua volta da due differenti popolazioni.

Le immagini utilizzate in questo lavoro di analisi delle popolazioni stellari multiple ospitate dall'ammasso globulare NGC 6723, fanno parte dei progetti "ACS Survey of Galactic Globular Clusters" (GO-10775, P.I.: A. Sarajedini) e "The HST UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters" (GO-13297, P.I.: G. Piotto) e sono state acquisite con l'utilizzo del telescopio spaziale HST. Ho ridotto tutti i dati HST utilizzando un software all'avanguardia, che mi ha permesso di ricavare fotometria e strometria di alta precisione anche per stelle localizzate in ambienti affollati come quelli degli ammassi globulari. Ho quindi stilato un catalogo astro-fotometrico di NGC6723, sul quale ho eseguito la mia analisi.

Combinando magnitudini in bande UV (nei filtri F275W, F336W e F438W) e in bande ottiche (filtri F606W e F814W) presenti nel mio catalogo, ho ricavato diagrammi (pseudo)colore-magnitudine, diagrammi due colori e mappe cromosomiche, con lo scopo di massimizzare la separazione tra le diverse sequenze delle diverse popolazioni.

Grazie alla fotometria di alta precisione sono riuscito ad individuare almeno 5 distinte popolazioni stellari: tre di queste appartengono alla cosiddetta Seconda Generazione (SG) e due (almeno) alla Prima Generazione di stelle. Ho trovato che lungo l'RGB le due generazioni di stelle non hanno una dipendenza dalla magnitudine, escludendo dunque l'esistenza di un legame tra le diverse generazioni con la fase evolutiva. Nel ri-mappare le popolazioni nei CMDs ho avuto la conferma che la prima generazione di stelle è composta da due popolazioni indipendenti. La seconda generazione di stelle si inverte invece con la prima nei CMDs che usano colori UV. Le popolazioni intermedie (di seconda generazione) sembrano avere delle sostanziali differenze di azoto rispetto alle stelle di prima generazione.

I dati spettroscopici di NGC 6723 presenti in letteratura confermano in modo convincente la classificazione delle diverse popolazioni stellari che ho ricavato, ovvero che le stelle di prima generazione sono povere di azoto e sodio e ricche di carbonio e ossigeno, mentre le stelle di seconda generazione sono ricche di sodio e povere di carbonio e ossigeno.

I risultati ottenuti forniscono nuovi vincoli agli scenari di formazione, che per ora non risultano ancora completi nel descrivere tutte le caratteristiche osservative delle popolazioni stellari multiple. Solo un'analisi completa di questo tipo svolta su tutti gli ammassi globulari riuscirà a dare dei vincoli più stringenti agli scenari di formazione e alla comprensione dei meccanismi che regolano tali processi.

INTRODUZIONE

Negli ultimi quindici anni le nostre conoscenze sugli ammassi globulari sono radicalmente cambiate. La scoperta di sequenze multiple nei diagrammi colore-magnitudine di quasi tutti gli ammassi globulari della Galassia, ci ha fatto capire che questi oggetti non sono formati da una singola popolazione semplice, ma ospitano diverse popolazioni stellari caratterizzate da proprietà chimiche diverse.

1.0.1 Introduzione

Con un'età di circa 13 miliardi di anni, gli ammassi globulari sono tra gli oggetti più antichi della Galassia e rappresentano un laboratorio ideale per capire come l'Universo primordiale si sia formato ed evoluto. Per questo motivo sono importanti sia da un punto di vista cosmologico, sia per testare le teorie di formazione ed evoluzione stellare. Essi sono la principale componente degli aloni e dei bulge di tutte le galassie, e studiare quindi le proprietà delle popolazioni stellari che ospitano è fondamentale per interpretare la luce proveniente da galassie lontane, per le quali è impossibile risolvere le stelle.

Fino a circa venti anni fa, gli astronomi credevano che gli ammassi globulari fossero l'esempio per antonomasia di "popolazione stellare semplice" (Renzini & Buzzoni 1986), ovvero stelle formatesi allo stesso momento e aventi le stesse proprietà chimiche. In realtà già in passato si erano riscontrate, dal punto di vista spettroscopico, delle anomalie nella misura delle abbondanze chimiche di stelle appartenenti ad uno stesso ammasso. Infatti, se nella maggior parte degli ammassi globulari le stelle presentavano una metallicità all'incirca costante, si trovò che elementi come carbonio, azoto, sodio, ossigeno, magnesio e alluminio variavano significativamente (Gratton, Sneden & Carretta 2004).

Altre anomalie furono osservate negli anni sessanta nei diagrammi colore magnitudine di alcuni ammassi globulari. Furono infatti osservati bracci orizzontali (HB) anomali ed estesi per ammassi ricchi di metalli, per i quali invece ci si aspettava solo un HB rosso (Sandage & Wildey 1967). Tale anomalia, conosciuto come problema del secondo parametro, ci dice che non è solo la metallicità a determinare la morfologia dell'HB ma anche un secondo parametro (oggi sappiamo che questo secondo parametro è probabilmente l'elio).

Le prime prove fotometriche della presenza di popolazioni stellari multiple sono arrivate con le osservazioni dell'ammasso globulare ω Centauri (Lee et al. 1999, Bedin et al. 2004). Si pensava però che ω Cen fosse solo un caso particolare, e che tutti gli altri ammassi ospitassero solo una popolazione. Questa idea fu rafforzata da Richer et al. (2008), i quali dimostrarono che il diagramma colore-magnitudine di NGC 6397 era compatibile con l'idea di popolazione

stellare semplice. Oggi sappiamo che ciò in realtà non è vero, e che questo ammasso ospita più popolazioni stellari (Milone et al. 2012a).

La prima prova fotometrica di popolazioni stellari multiple lungo il ramo delle giganti rosse (RGB) è stata fornita da Lee et al. (1999). Essi dimostrarono che l'RGB di ω Cen era costituito da molte sequenze. Le prime prove di popolazioni stellari multiple lungo la sequenza di stelle non evolute, o sequenza principale (MS), di ω Cen è stata fornita da Bedin et al. (2004), sebbene già Anderson (1998), nella sua tesi di dottorato, aveva dimostrato che la MS di ω Cen si dividesse in due.

Oggi giorno sappiamo che ω Cen è formata da più di 16 popolazioni (Bellini et al. 2017, vedi figura 1.1), molto complesse, caratterizzate da diverse metallicità, contenuto in elio e contenuto di elementi leggeri. Infatti questo particolare ammasso globulare è uno dei pochi ammassi galattici contenente popolazioni estremamente arricchite in elio ($Y \sim 0.40$, Piotto et al. 2005). Inoltre si pensa che le popolazioni multiple di questo ammasso abbiano età tanto diverse tra di loro (fino a qualche miliardo di anni, Sollima et al. 2005; Villanova et al. 2007).

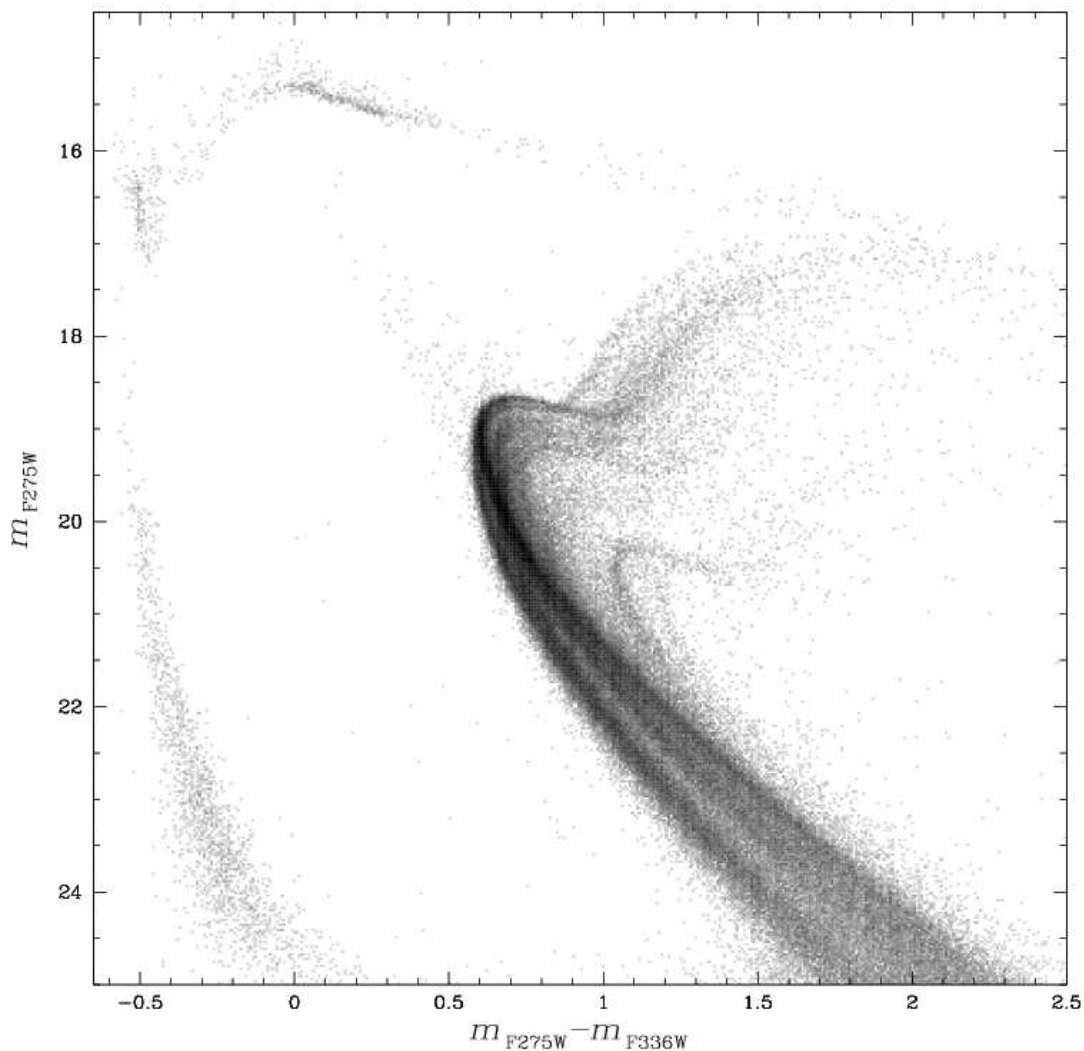


Figura 1.1: Diagramma di Hess del CMD m_{F275W} vs. $m_{F275W} - m_{F336W}$ di ω Centauri (Bellini et al. 2017).

Un secondo caso eclatante di popolazioni stellari multiple fu NGC 2808. Piotto et al. (2007)

trovarono che la MS di questo ammasso ospitava almeno tre popolazioni caratterizzate da diverso contenuto in elio. Anche in questo caso l'arricchimento di elio delle differenti popolazioni era notevole ($Y \sim 0.38$). In seguito, molti studi fotometrici e spettroscopici sono stati eseguiti su questo ammasso. Studi spettroscopici hanno dimostrato la presenza di una forte anti-correlazione di $[\text{Na}/\text{Fe}]$ e $[\text{O}/\text{Fe}]$, con tre gruppi principali: uno con stelle ricche di ossigeno, un altro gruppo con stelle povere di ossigeno, e un terzo gruppo con stelle aventi quantità di ossigeno intermedio (Carretta et al. 2006, Carretta 2014, Marino et al. 2014). Inoltre studi spettroscopici sull'HB hanno dimostrato che le stelle di questo ammasso sono estremamente arricchite in elio, confermando le misure fatte fotometricamente. Milone et al. (2015) hanno dimostrato che in realtà tale ammasso ospita almeno cinque popolazioni, caratterizzate da diverso contenuto di elio e di elementi leggeri, ma aventi tutte la stessa metallicità (vedi figura 1.2).

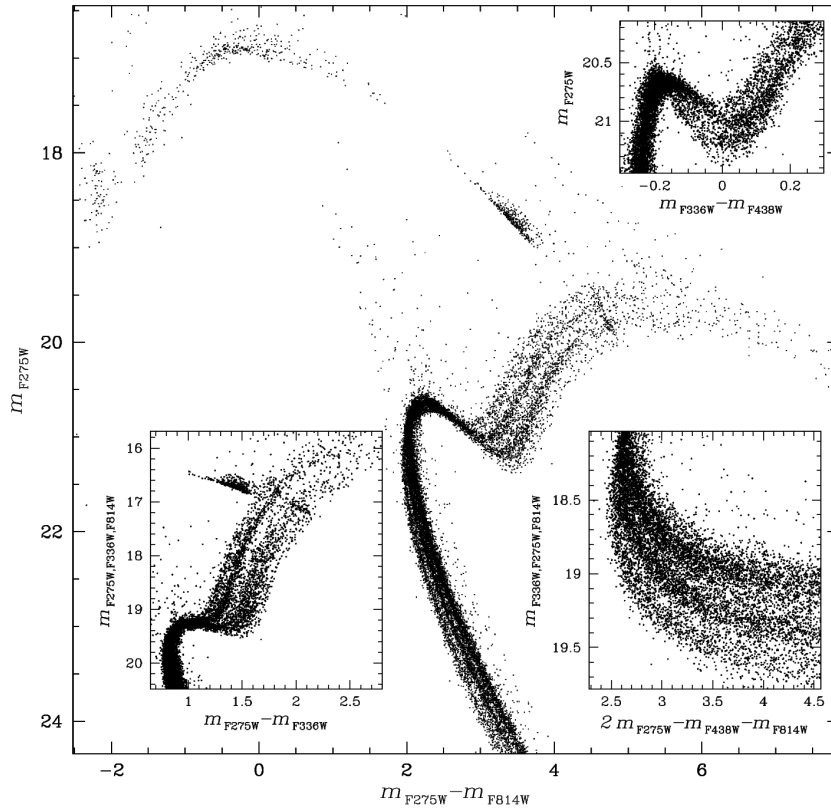


Figura 1.2: CMD m_{F275W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$ di NGC 2808. Nell'inserto a sinistra diagramma $m_{F275W, F336W, F814W}$ vs. $m_{F275W} - m_{F336W}$ dell'RGB, nell'inserto in basso a destra diagramma $m_{F336W, F275W, F814W}$ vs. $2m_{F275W} - m_{F438W} - m_{F814W}$ della MS e nell'inserto in alto a destra diagramma m_{F275W} vs. $2m_{F336W} - m_{F438W}$ del SGB (Milone et al. 2015).

I casi di NGC 2808 e di ω Cen hanno rivitalizzato l'interesse negli ammassi globulari. Molti studi sono stati eseguiti in seguito. Si è così scoperto che NGC 1851 è un ulteriore caso particolare, in quanto mostrava una separazione del ramo delle sotto-giganti (SGB) nei diagrammi colore-magnitudine ottici (Milone et al. 2008, vedi figura 1.3). Questa separazione può essere dovuta o ad una variazione del C+N+O (di solito la somma dei tre elementi lungo le diverse popolazioni è costante), oppure è un effetto dovuto all'età delle due popolazioni (Cassisi et al. 2008; Ventura et al. 2009).

In seguito molti altri lavori su ammassi singoli sono stati eseguiti, e grazie soprattutto alle

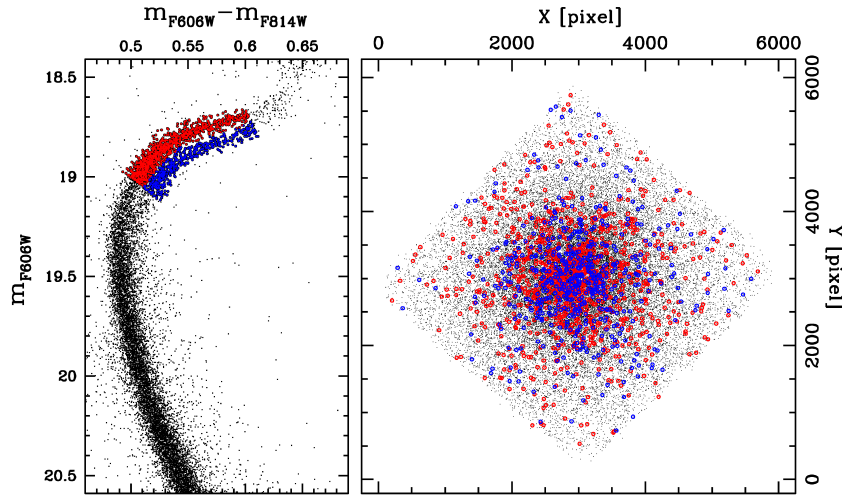


Figura 1.3: A destra distribuzione spaziale delle due popolazioni di stelle di SGB di NGC 1851. A sinistra il CMD m_{F606W} vs. $m_{F606W} - m_{F814W}$ dell'SGB di NGC 1851 (Milone et al. 2008).

osservazioni UV, è stato possibile trovare in tutti gli ammassi studiati popolazioni stellari multiple. Inoltre, grazie ad un *Large Program* fatto con l'Hubble Space Telescope (HST, GO-13297, PI: Piotto), è stato possibile osservare un grande campione di ammassi globulari galattici (56) nei filtri ultravioletti, e scoprire così che tutti questi ammassi ospitano più di una popolazione stellare e che il fenomeno delle popolazioni stellari multiple si presenta in maniera diversa da ammasso ad ammasso.

Come descritto in precedenza, per alcuni ammassi si sono osservate anomalie chimiche, soprattutto per alcuni elementi leggeri come carbonio (C), ossigeno (O), azoto (N), sodio (Na), magnesio (Mg) ed alluminio (Al). In particolare si sono osservate anti-correlazioni fra $[Na/Fe]$ e $[O/Fe]$, $[Mg/Fe]$ e $[Al/Fe]$, $[C/Fe]$ e $[N/Fe]$ (vedi figura 1.4). Queste anti-correlazioni sono differenti da ammasso ad ammasso e sono la prova che sulla superficie delle stelle degli ammassi è presente materiale che è stato processato tramite bruciamento dell'idrogeno ad alte temperature (qualche decina di milioni di K, Prantzos, Charbonnel & Iliadis 2007).

Oggi sappiamo che queste variazioni chimiche sono strettamente legate alle sequenze multiple osservate nei diagrammi colore magnitudine. In particolare i filtri UV sono influenzati dalle variazioni di C, N, e O, mentre invece i filtri ottici (come V e I) sono totalmente insensibili a tali variazioni. Ci sono alcuni casi particolari in cui però è stato possibile individuare fotometricamente le popolazioni multiple anche con filtri ottici. Per esempio, per NGC 2808 è stato possibile individuare le tre MS grazie ai filtri B e I. Questo perché i filtri ottici sono sensibili alle variazioni di elio, e grosse variazioni di elio sono ben visibili in un diagramma colore-magnitudine basato sul colore B-I. Nel caso di NGC 1851 invece è stato possibile osservare una suddivisione dell'SGB nei filtri ottici grazie alle variazioni della somma di C, N e O tra le varie popolazioni.

Come sarà dimostrato in questa tesi, la combinazione dei filtri UV e ottici è un ottimo strumento per massimizzare la divisione tra le diverse popolazioni ospitate da un ammasso.

1.1 Meccanismi di formazione delle popolazioni stellari multiple

Una delle idee principali che sta alla base della formazione di popolazioni stellari multiple in un ammasso globulare è che ci sia una prima generazione (1G) di stelle, caratterizzata da una composizione chimica simile al materiale interstellare della nube dal quale l'ammasso si è formato

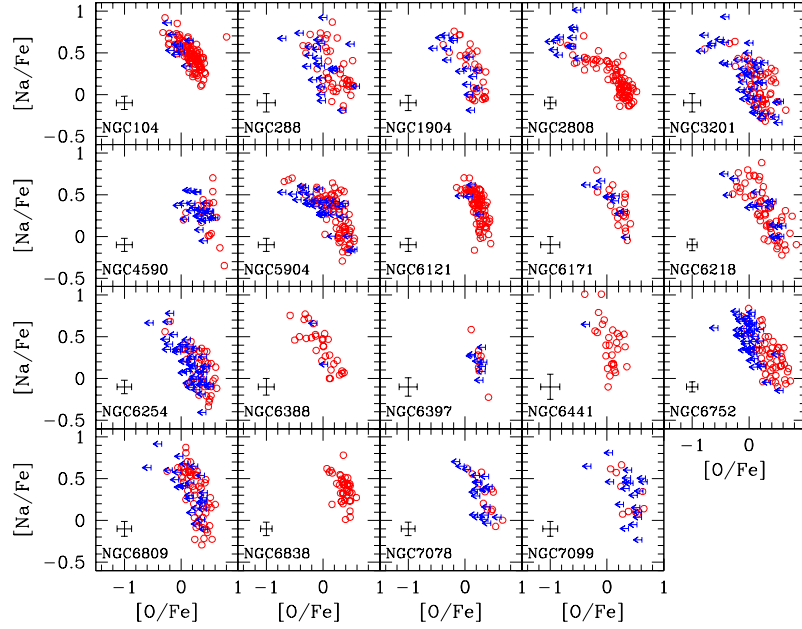


Figura 1.4: Anticorrelazione Na-O di 19 ammassi globulari (Carretta et al. 2006).

e con elio primordiale, e una seconda generazione (2G) di stelle che sono povere di C e O, ricche di N e Na e arricchite in elio. Queste proprietà chimiche indicano che il materiale dal quale gli ammassi globulari si sono formati sono stati esposti a processi di cattura di protoni ad alte temperature e deve provenire da stelle di 1G relativamente massicce.

Nella maggior parte degli ammassi globulari, le stelle di 2G hanno in media la stessa metallicità delle stelle di 1G, indicando che gli ejecta di Supernovae non sono responsabili (o sono responsabili in minima parte) della contaminazione del materiale dal quale le stelle di 2G si sono formate. Quindi il materiale proviene interamente dalle stelle di 1G.

Negli ultimi anni sono state formulate diverse teorie per la formazione di popolazioni stellari multiple negli ammassi globulari. Tutte queste teorie sono basate sull'esistenza di un progenitore responsabile della contaminazione del materiale dal quale la 2G si è formata. Un vincolo importante sul progenitore è dato dal fatto che quasi tutti gli ammassi globulari mostrano un'abbondanza di C+N+O costante entro gli errori, e quindi i progenitori devono attivare il ciclo CNO ad alte temperature e non la fase di bruciamento dell'elio.

Fino ad oggi, sono stati proposti diversi progenitori. Qui di seguito elencherò i più accreditati. In Renzini et al. (2015) è possibile trovare una discussione critica ad ognuno di questi scenari, e una spiegazione dettagliata del perché nessuno di essi riproduce bene le proprietà osservate delle stelle di 2G. Da notare che non tutti gli scenari prevedono la presenza di diverse generazioni per spiegare le diverse popolazioni stellari.

1.1.1 Stelle di AGB di massa intermedia

Uno degli scenari più accreditati è quello che prevede come progenitore le stelle del braccio asintotico (AGB) di massa intermedia (scenario AGB-M). Questo scenario è stato già proposto da Dantona, Gratton & Chieffi (1983) per spiegare le anomalie chimiche osservate negli ammassi globulari. In questo scenario, la shell di H che brucia si estende nell'involuppo convettivo, lo contamina con i prodotti dei vari cicli del bruciamento dell'idrogeno, come per esempio il ciclo CNO. È importante che le anomalie di CNO nascano in stelle di massa intermedia ($3-8 M_{\odot}$), in modo da evitare la formazione di stelle al carbonio. In questo tipo di stelle, il secondo dredge-up avviene in tempi brevi prima di raggiungere la fase di AGB, portando ad un arricchimento in elio dell'involuppo. I venti lenti delle stelle di AGB di massa intermedia contaminano con il materiale processato il mezzo interstellare dal quale le altre popolazioni si formeranno.

1.1.2 Stelle massicce che ruotano velocemente

In questo scenario, proposto da Decressin et al. (2007), i venti delle stelle massicce che ruotano velocemente (Fast rotating massive stars, FRMSs), giocano un ruolo importante nel meccanismo di formazione di popolazioni multiple negli ammassi globulari.

In questo scenario, stelle con masse tra $0.1 M_{\odot}$ a $120 M_{\odot}$ si sono formate dal gas primordiale. Queste stelle hanno composizione chimica simile a quella delle stelle di campo, con alti rapporti $[O/Na]$. Le stelle più massicce sono anche dei rotatori ad alta velocità. Queste stelle raggiungono una velocità critica (cioè la velocità all'equatore per cui l'accelerazione centrifuga bilancia la gravità) all'inizio della loro vita, e restano in questo stato durante tutta la fase di MS e parte della fase di bruciamento dell'elio. In questa fase, queste stelle perdono materiale tramite venti, che portano alla formazione di un disco Kepleriano equatoriale. Il materiale di questo disco presenta le anomalie chimiche osservate nelle stelle di 2G degli ammassi globulari, poichè il mescolamento dovuto alla rotazione trasporta i prodotti di tutti i cicli di bruciamento dal core alla superficie stellare. Inoltre, il materiale viene rilasciato a bassa velocità e cade nella buca di potenziale dell'ammasso, nel quale si forma la 2G.

1.1.3 Stelle binarie massicce interagenti

Stelle binarie massicce interagenti come possibili progenitori sono state proposte da de Mink et al. (2009) e Bastian et al. (2013). Ci si aspetta che la maggior parte dei membri di ammassi siano in sistemi binari. Materiale processato durante il bruciamento dell'idrogeno può essere rilasciato nel mezzo interstellare tramite interazione di binarie e meccanismi di trasferimento di massa. Questo materiale fa parte dell'involuppo della stella principale ed è espulso a bassa velocità. Questo scenario non invoca la presenza di generazioni multiple.

1.1.4 Stelle super-massicce

Le stelle super-massicce sono state proposte come possibile contaminante da Denissenkov & Hartwick (2014) e Denissenkov et al. (2015). Questi oggetti sono dominati dalla pressione di radiazione con luminosità sopra il limite di Eddington e masse di $\sim 10^4 M_{\odot}$ e un alto tasso di perdita di massa. Queste stelle negli ammassi giovani bruciano idrogeno nel core. Dopo questa fase, queste stelle perdono la maggior parte della propria massa tramite venti stellari e diverse instabilità. Il materiale perso si mescola con il mezzo primordiale dal quale si sono formate, contaminando così il materiale dal quale la 2G si è formata. Poichè le stelle super-massicce sono chimicamente omogenee, il materiale rilasciato nel mezzo interstellare sarà arricchito di elio e dei prodotti del ciclo del CNO.

1.1.5 Vincoli osservativi

Lo scenario più accreditato risulterà essere quello che riuscirà a soddisfare tutte le caratteristiche che vengono fornite dalle osservazioni delle popolazioni stellari multiple. Queste caratteristiche sono le seguenti:

- Ubiquità: tutti gli ammassi globulari approfonditamente studiati finora mostrano la presenza di popolazioni stellari multiple.
- Specificità: la presenza di stelle di seconda generazione all'interno degli ammassi globulari è un dato di fatto, ma queste stelle non si trovano, o sono molto poche, nel campo della Via Lattea. Il loro numero esiguo è consistente con l'ipotesi che si siano formate in ammassi globulari e siano state perse in un'epoca successiva.
- Varietà: nonostante la presenza di stelle di seconda generazione in tutti gli ammassi globulari, nessuno di loro mostra di avere popolazioni simili in numero e in composizione chimica ad altri ammassi globulari.
- Prevalenza: Le stelle di seconda generazione sono la componente più numerosa all'interno degli ammassi, specialmente nelle regioni interne a questi.
- Discretezza: una delle principali caratteristiche delle popolazioni multiple è che sono discrete e possono essere ben separate in sequenze ben distinte nei CMDs.
- Nessuna contaminazione chimica da supernovae: in quasi tutti gli ammassi globulari la seconda generazione condivide la stessa metallicità della prima generazione senza sostanziali differenze, dunque la seconda generazione non ha subito una contaminazione di elementi prodotti nelle esplosioni di supernovae.
- Arricchimento di prodotti del ciclo CNO: una caratteristica delle stelle di seconda generazione è la presenza di elementi chimici che vengono prodotti nel ciclo del CNO e nei processi di cattura protonica che avvengono ad alte temperature.
- Arricchimento in elio: l'arricchimento in elio delle stelle di seconda generazione è tra le caratteristiche che hanno più destato scalpore e rivoluzionato la visione degli ammassi globulari. Anche questa caratteristica è presente in tutte le stelle di seconda generazione in ogni ammasso globulare.

Al momento esistono solo degli scenari più accreditati rispetto ad altri, ma per poter essere accettati, tali scenari devono poter soddisfare tutte le caratteristiche elencate. Purtroppo al momento nessuno scenario riesce a verificare tutti questi vincoli, lasciando ancora molti interrogativi ai quali bisogna trovare una risposta. Ed è questo uno dei principali motivi per il quale è importante lo studio delle popolazioni stellari multiple in ammassi globulari.

1.2 The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters

Nel mio progetto di tesi ho utilizzato dati provenienti dal programma osservativo eseguito con HST “UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters: Shedding Light on Their Populations and Formation” (GO-13297, PI: Piotto, 131 orbite, vedi Piotto et al. 2015). Questo programma è una survey di 47 ammassi globulari nei filtri UV/blu di HST F275W, F336W e F438W. Questa survey è complementare al programma “An Advanced Camera for Survey (ACS) Survey

of Galactic Globular Clusters” (GO-10775, PI: Sarajedini, vedi Sarajedini et al. 2007; Anderson et al. 2008b), il cui database consiste di osservazioni nei filtri ottici F606W e F814W. In figura 1.5 è possibile vedere la distribuzione spaziale degli ammassi. Usando anche i dati di due progetti pilota (GO-12311 e GO-12605, PI: Piotto), il numero degli ammassi osservati nei 5 filtri sale a 56, ovvero circa 1/3 degli ammassi della nostra Galassia.

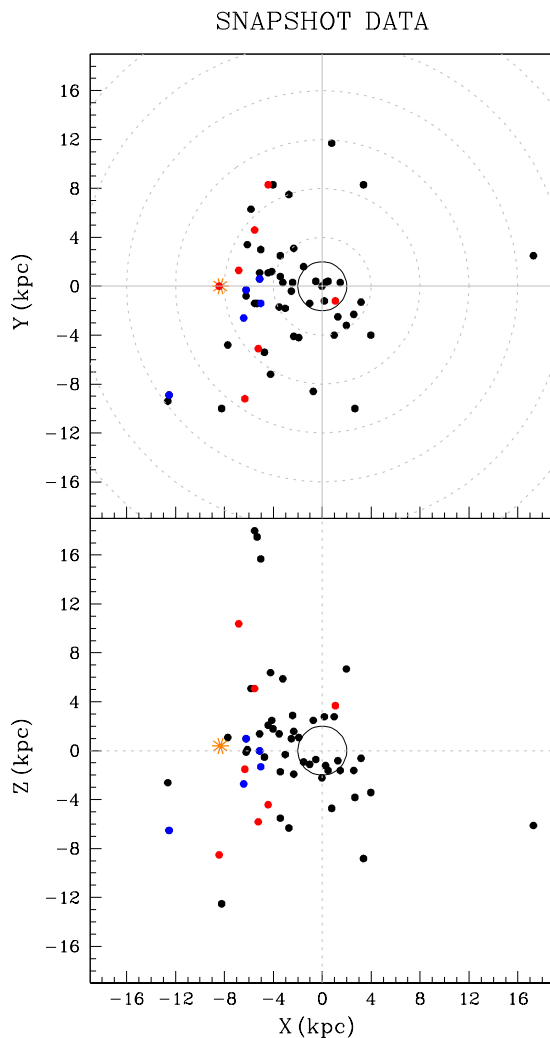


Figura 1.5: Distribuzione spaziale degli ammassi globulari oggetto di studio del progetto GO-13297 (nero), GO-12605 (rosso) e GO-12311 (blu) Piotto et al. 2015).

La possibilità di combinare filtri UV con quelli ottici ci permette di ricavare importanti informazioni non solo sulla fotometria (e quindi sulle proprietà chimiche delle stelle), ma anche sull’astrometria (e quindi sulle proprietà cinematiche e dinamiche delle stelle di ammasso), in quanto le osservazioni dei due progetti principali (GO-13297 e GO-10775) sono distanziati da una base temporale di circa 6-8 anni.

Come abbiamo già visto in precedenza, molti lavori fotometrici e spettroscopici hanno dimostrato che la fotometria ultravioletta è importante per distinguere le popolazioni multiple nei diagrammi colore-magnitudine degli ammassi globulari galattici. La figura 2.2 aiuta a capire il perché: il pannello superiore mostra, in rosso, uno spettro simulato di una stella di 1G (povera di N e elio), e in blu una stella di 2G (ricca di N e elio). Il pannello centrale mostra il rapporto

tra il flusso dei due spettri. Sotto ci sono le risposte fotometriche dei tre filtri HST F275W, F336W e F438W.

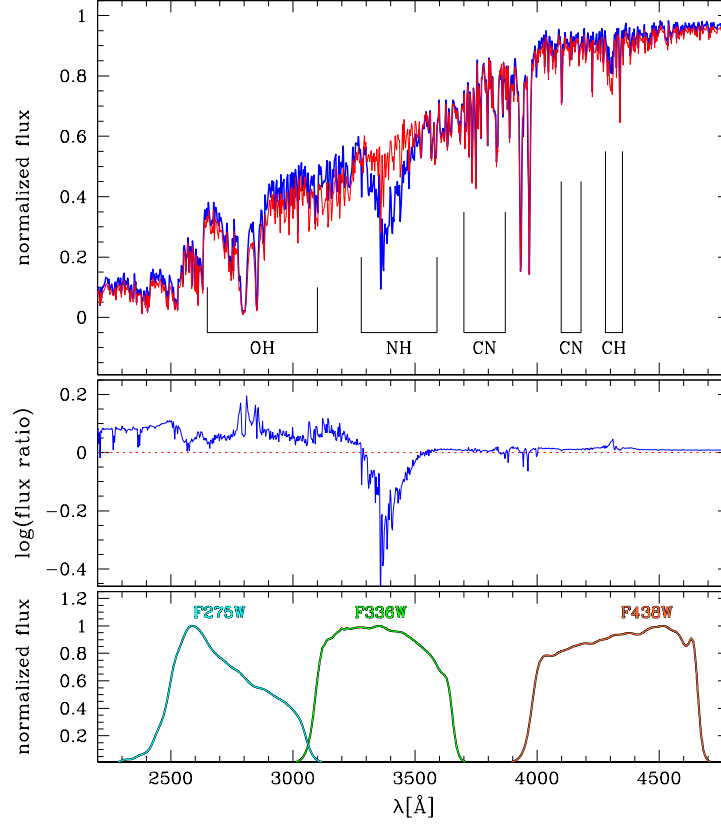


Figura 1.6: Pannello in alto: spettro simulato di una stella RGB di prima generazione (povera di N) di NGC 6752; in blu spettro simulato di una stella di RGB di terza generazione (ricca di N). Pannello centrale: rapporto tra i flussi tra i due spettri del pannello in alto; Pannello in basso: passabanda dei filtri WFC3/UVIS con F275W, F336W e F438W (Piotto et al. 2015).

Come descritto in Milone et al. (2012b), il filtro F275W include la banda molecolare di OH, il filtro F336W quella di NH, mentre il filtro F438W le bande molecolari di CN e CH. Queste proprietà di questi filtri sono alla base del programma GO-13297. Una stella di prima generazione, che è ricca di ossigeno e carbonio, e povera di azoto, sarà relativamente debole nei filtri F275W e F438W, ma brillante nel filtro F336W. Al contrario, una stella di seconda generazione che è ricca di azoto ma povera di ossigeno e carbonio, sarà brillante nei filtri F275W e F438W, ma debole nel filtro F336W. Perciò, la prima generazione sarà più blu della seconda generazione nel colore (F336W-F438W), ma più rossa nel colore (F275-F336W). Questa “inversione” di colori la si può vedere in figura 1.7, dove in magenta c’è la prima generazione e in verde c’è la seconda generazione di stelle.

Milone et al. (2013) ha definito un nuovo strumento per massimizzare la separazione delle sequenze multiple, ovvero il pseudo-colore $C_{F275W,F336W,F438W} = (m_{F275W} - m_{F336W}) - (m_{F336W} - m_{F438W})$. In figura 1.8 è possibile vedere un esempio di come questo pseudo-colore funzioni bene per separare le sequenze.

Sappiamo inoltre che le diverse popolazioni hanno diverso contenuto di elio, in quanto l’elio è il prodotto più diretto della fase di bruciamento dell’idrogeno in tutte le stelle. Abbondanze di elio sopra la media influenzano la struttura interiore delle stelle, portando a cambiamenti

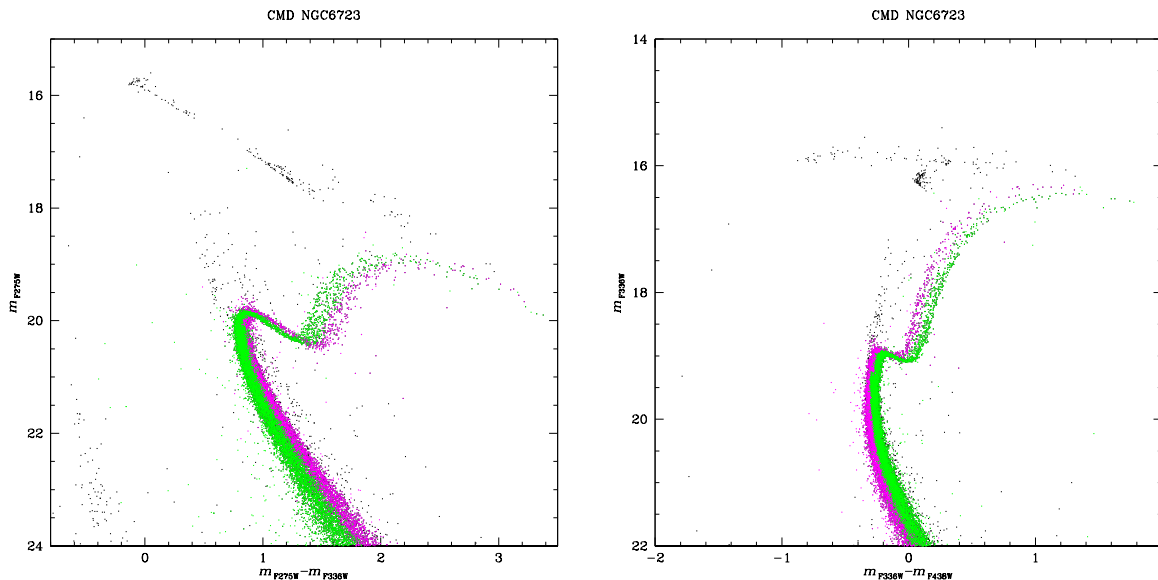


Figura 1.7: A sinistra il CMD m_{F275W} vs. $m_{F275W} - m_{F336W}$ e a destra il CMD m_{F336W} vs. $m_{F336W} - m_{F438W}$ di NGC 6723. In magenta è evidenziata la prima generazione e in verde la seconda generazione.

della luminosità e della temperatura efficace, mentre cambiamenti trascurabili avvengono sulla superficie stellare. L'impatto fotometrico delle variazioni di elio è principalmente sulle bande ottiche, e, usando spettri sintetici, è possibile ricavare fotometricamente le variazioni di elio di ogni popolazioni (Milone et al. 2012b).

Quindi combinazioni di filtri UV e ottici ci permette alla fine di ricavare informazioni sulle abbondanze di C,N,O e elio delle stelle appartenenti alle diverse popolazioni stellari. Lo scopo principale del progetto GO-13297 è quello di ricavare tale informazioni per 1/3 degli ammassi globulari galattici. Piotto et al. (2015) hanno dimostrato che tutti gli ammassi del campione presentano nei loro diagrammi colore-magnitudine evidenze di sequenze, e quindi popolazioni, multiple. Questa è stata la prova definitiva che il fenomeno delle popolazioni multiple non è un'esclusiva di pochi ammassi, ma che è invece una caratteristica comune probabilmente a quasi tutti gli ammassi della Via Lattea. Nelle figura 3.14 è possibile vedere una carrellata dei diagrammi colore-magnitudine ottenuti con i dati HST in UV. Tra questi c'è anche l'ammasso che ho analizzato nel mio lavoro di tesi: NGC 6723.

1.3 L'ammasso globulare NGC 6723

L'ammasso globulare NGC 6723 è situato a $\alpha = 18^h59^m33.2^s$, $\delta = -36^\circ37'54''$, proiettato a circa -17° dal centro galattico ($l = 0.07^\circ$, $b = -17.299^\circ$). Dalla seconda edizione del catalogo di Harris (1996) risulta che NGC 6723 sia relativamente brillante ($M_V = -7.83$ mag), di grandi dimensioni ($r_t = 10.5'$), core-collapsed ($r_c = 0.83''$) e vicino al centro Galattico ($R_{GC} = 2.6$ kpc). La sua vicinanza col centro Galattico lo definisce un ammasso di bulge ($R_{GC} < 5$ kpc), benchè la sua orbita quasi polare lo classifichi come membro dell'alone interno.

Da un'analisi sulla decomposizione di Fourier di stelle RR Lyrae, Lee et al. (1999) hanno ottenuto una metallicità su scala di Zinn & West pari a $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{ZW}} = -1.23 \pm 0.11$ ($[\text{Fe}/\text{H}] = -1.10$ dal catalogo di Harris 1996), un $E(B - V) = 0.063 \pm 0.015$ mag ($E(B - V) = 0.05$ mag dal catalogo di Harris 1996), un modulo di distanza $(M - m)_0 = 14.65 \pm 0.05$ corrispondente

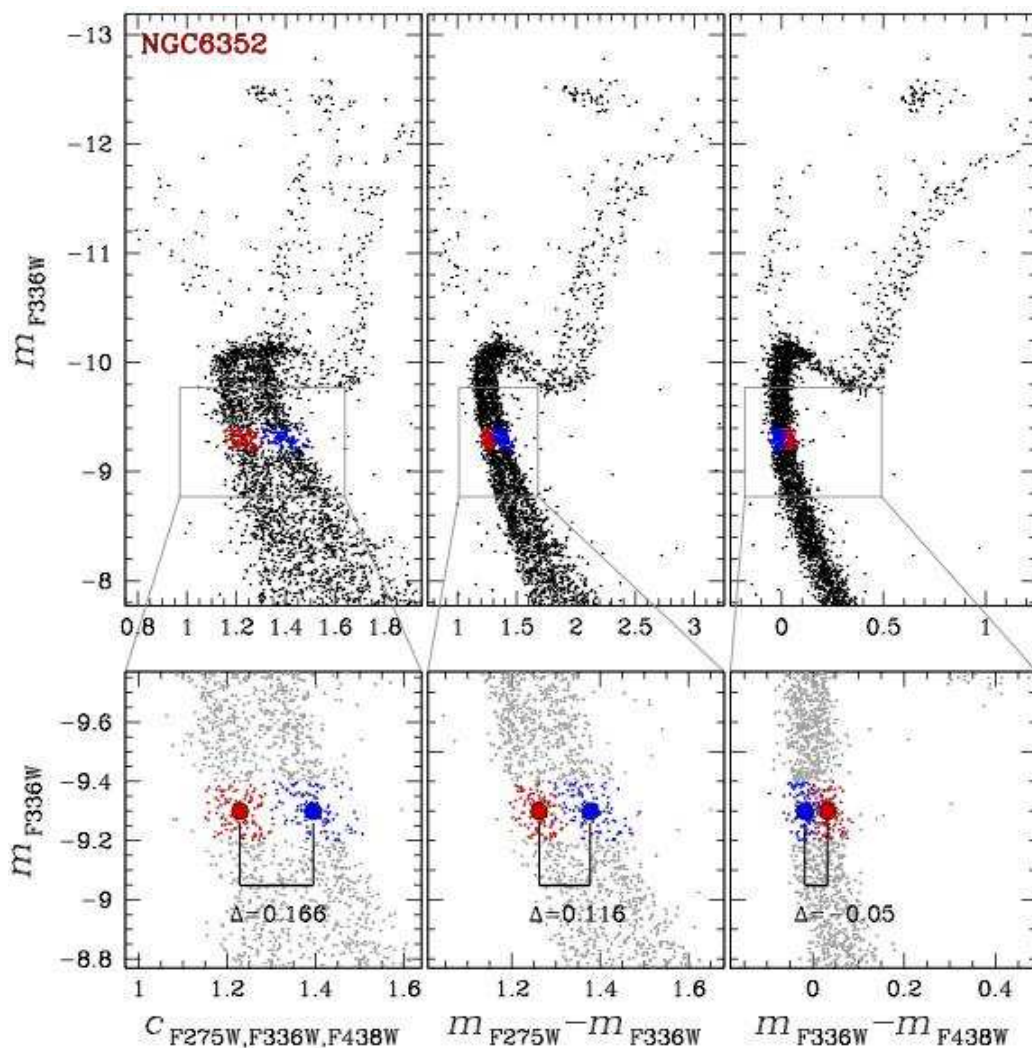


Figura 1.8: CMD di NGC 6352 dai dati del programma GO-13297 (Piotto et al. 2015).

ad una distanza dal sole pari a 8.47 ± 0.17 kpc. Rojas-Arriagada et al. (2016) hanno svolto un'analisi spettroscopica di sette stelle di RGB dell'ammasso NGC 6723 e hanno trovato una metallicità $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.98 \pm 0.08$, mentre per altri elementi utili in questo lavoro hanno trovato le abbondanze $[\text{O}/\text{Fe}] = 0.29 \pm 0.18$, $[\text{Mg}/\text{Fe}] = 0.23 \pm 0.10$, $[\text{Na}/\text{Fe}] = 0.00 \pm 0.21$ e $[\text{Al}/\text{Fe}] =$

0.31 ± 0.21 .

NGC 6723 è uno degli ammassi globulari più vecchi e la sua età è di 12.75 ± 0.50 Gyr (Dotter et al. 2010).

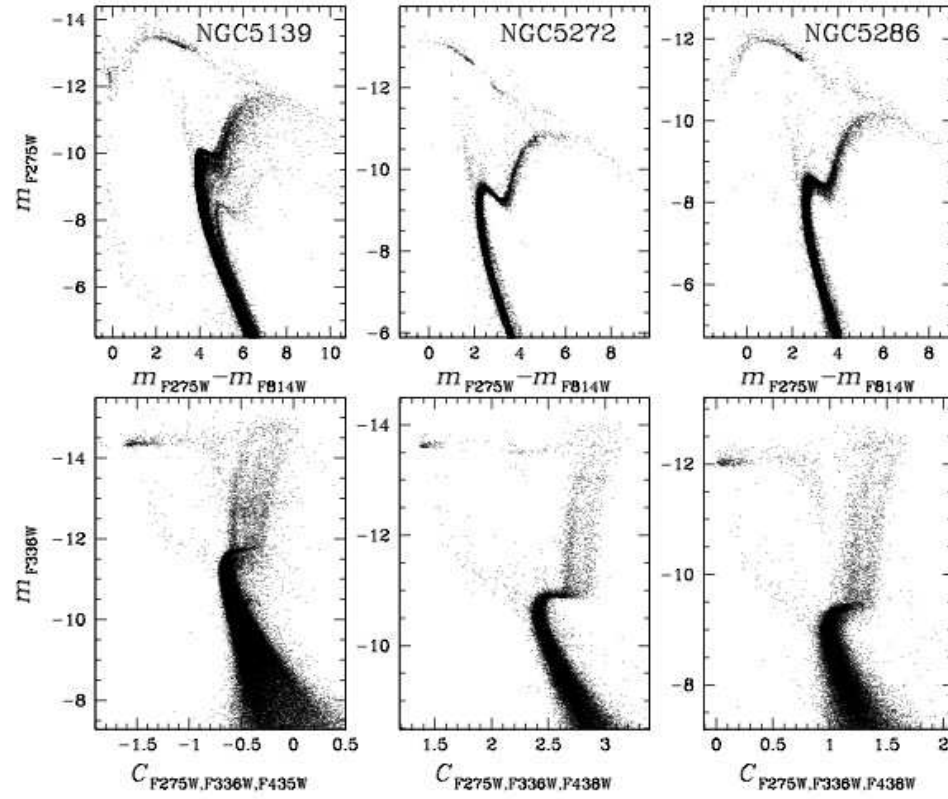


Figura 1.9: In alto CMD m_{F275W} vs. m_{F275W} vs. m_{F814W} e in basso gli pseudo-CMD m_{F336W} vs. $C_{F275W, F336W, F438W}$ di vari ammassi del progetto GO-13297.

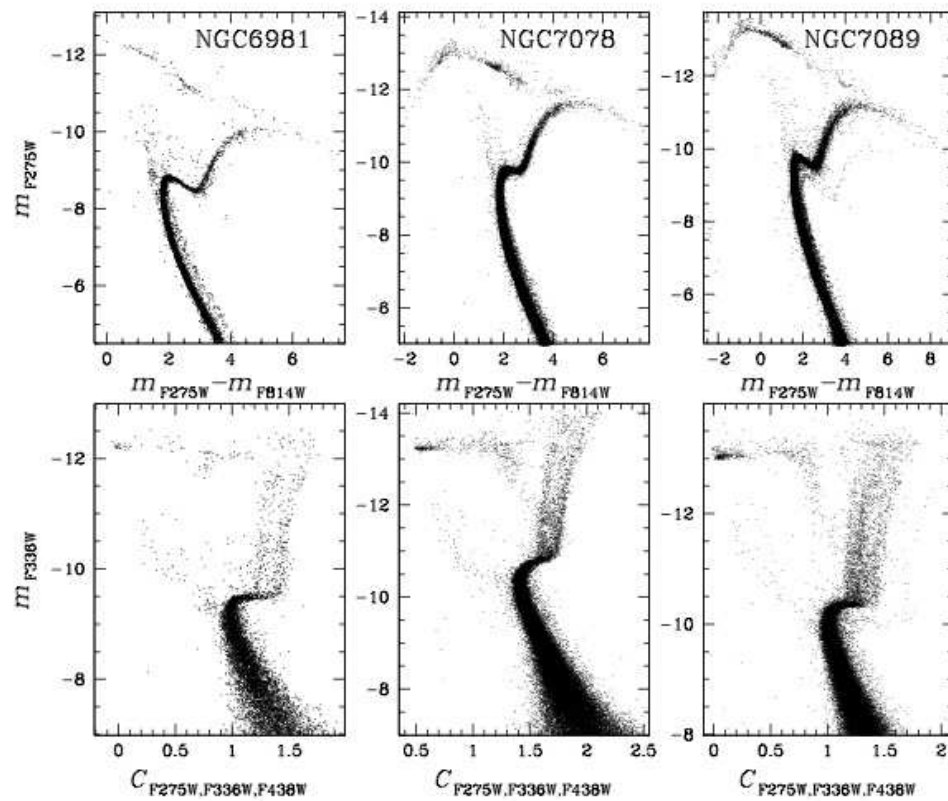


Figura 1.10: In alto CMD m_{F275W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$ e in basso gli pseudo-CMD m_{F336W} vs. $C_{F275W, F336W, F438W}$ di vari ammassi del progetto GO-13297.

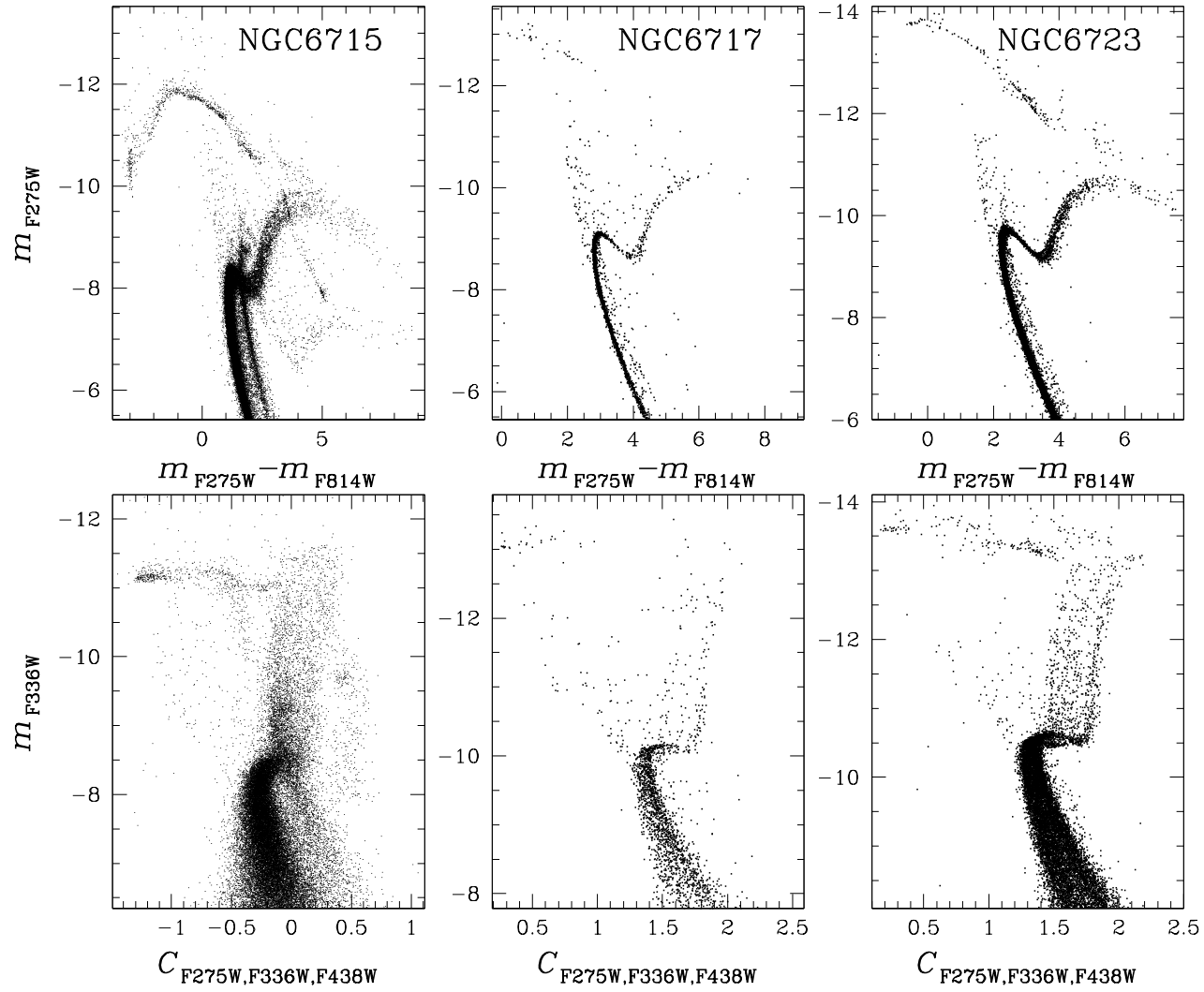


Figura 1.11: In alto CMD m_{F275W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$ e in basso gli pseudo-CMD m_{F336W} vs. $C_{F275W, F336W, F438W}$ di vari ammassi del progetto GO-13297.

RIDUZIONE DATI

In questo capitolo verranno illustrati i dati utilizzati per questo lavoro, gli strumenti impiegati per acquisirli, le tecniche sfruttate per la riduzione dei dati giustificando le scelte fatte, ed in ultimo verranno presentati i cataloghi finali ottenuti.

2.1 Dati

2.1.1 Strumenti utilizzati per le osservazioni

I dati che ho utilizzato per questo lavoro di tesi sono stati acquisiti con *Hubble Space Telescope* (HST). Inizialmente concepito per riuscire a calibrare in maniera accurata la costante cosmologica H_0 , determinare le proprietà del mezzo intergalattico e per compiere survey profonde per lo studio delle popolazioni di galassie nello spazio profondo, *HST* col tempo ha dimostrato di essere uno strumento molto più potente e versatile anche in altri ambiti astronomici. Il suo schema ottico è un Ritchey–Chrétien (RC) Cassegrain, con uno specchio primario di 2.4 m di diametro (Lallo 2012). Si vede in figura (2.1) la disposizione sul piano focale della strumentazione a bordo di *HST*.

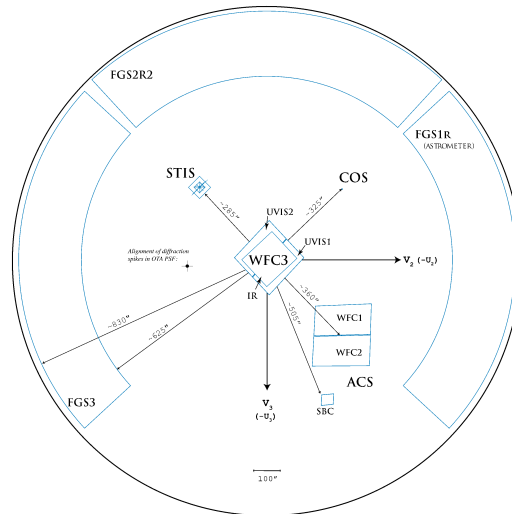


Figura 2.1: Disposizione degli strumenti sul piano focale di HST.

Gli strumenti impiegati per acquisire le immagini utilizzate in questo lavoro sono la *Wide Field Camera 3* (WFC3) e la *Advanced Camera for Surveys* (ACS). Sono state effettuate osservazioni nei filtri F275W, F336W, F438W, F606W e F814W¹. Si riporta un grafico della trasmissività dei filtri menzionati in funzione della lunghezza d'onda (figura 2.2).

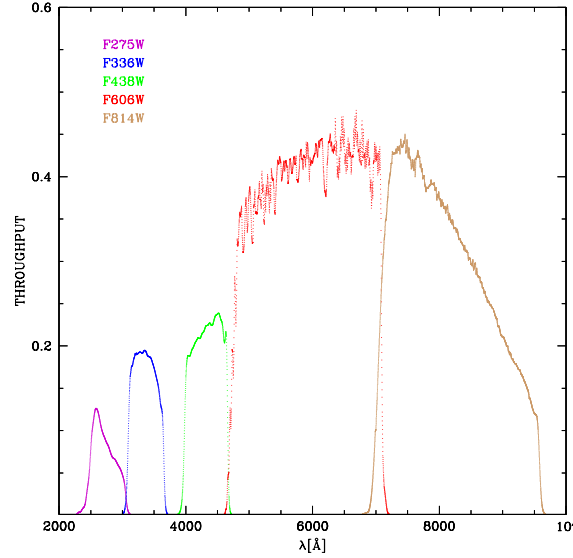


Figura 2.2: Nel grafico viene rappresentata la trasmissività dei filtri usati per acquisire i dati contro la lunghezza d'onda.

La camera ACS (tabella 2.1) è composta da tre canali (Avila 2017):

- Wide Field Channel (WFC): ha un campo di vista di 202×202 arcsec e può osservare in un intervallo di lunghezze d'onda che va da ~ 3500 Å fino a $11\,000$ Å con un picco di efficienza pari al 48%. La pixel scale di questo canale è di $\sim 0''.5/\text{pixel}$.
- High Resolution Channel (HRC): con un campo di vista 29×26 arcsec può osservare in un intervallo di lunghezze d'onda che va da ~ 1700 Å fino a $11\,000$ Å e un picco di efficienza pari al 20%. La pixel scale di questo canale è $\sim 0''.027/\text{pixel}$.
- Solar Blind Channel (SBC): ha un campo di vista di 34.6×30.5 arcsec, osserva in un intervallo di lunghezze d'onda che va da 1150 Å fino a 1700 Å, un picco di efficienza del 7.5% e una pixel scale pari a $\sim 0''.032/\text{pixel}$.

La camera WFC3 (Dressel 2017) è composta da due canali, tabella 2.2:

- UV/Visible channel (UVIS): ha un campo di vista di 162×162 arcsec e può osservare in un intervallo di lunghezze d'onda che vanno da 2000 a 10000 Å. La pixel scale del canale è di $0.0395''/\text{pixel}$.
- Near-Infrared channel (IR): questo canale ha un campo di vista di 136×123 arcsec e copre un range spettrale che va da 8008 fino a 17000 Å. La sua pixel scale è di $0.135 \times 0.121''/\text{pixel}$.

¹FxxxW: “F” sta ad indicare che è un filtro, il valore del numero xxx corrisponde alla lunghezza d'onda (espresso in nm) in cui cade il picco di trasmissività, mentre la lettera W sta ad indicare che il filtro lavora in una banda larga (wide) in lunghezza d'onda.

Tabella 2.1: Caratteristiche di ACS

	WFC	HRC (inoperativa)	SBC (inoperativa)
Campo di vista	$202'' \times 202''$	$29'' \times 26''$	$34.6'' \times 30.8''$
Pixel scale	$\sim 0.05''/\text{pixel}$	$\sim 0.028 \times 0.25''/\text{pixel}$	$\sim 0.034 \times 0.030''/\text{pixel}$
Dimensioni pixel	$15\mu\text{m}$	$21\mu\text{m}$	$25\mu\text{m}$
Dimensioni detector	$2 \times 2048 \times 4096$ pixel	1024×1024 pixel	1024×1024 pixel
Range spettrale	$\sim 3500 - 11000\text{\AA}$	$\sim 1700 - 11000\text{\AA}$	$\sim 1150 - 1700\text{\AA}$
Efficienza quantica	$\sim 77\%$ a $4000\text{\AA}$	$\sim 33\%$ a $2500\text{\AA}$	$\sim 19\%$ a $1216\text{\AA}$
	$\sim 83\%$ a $6000\text{\AA}$	$\sim 69\%$ a $6000\text{\AA}$	
	$\sim 67\%$ a $8000\text{\AA}$	$\sim 53\%$ a $8000\text{\AA}$	

Tabella 2.2: Caratteristiche di WFC3

	UVIS	IR
Campo di vista	$162 \times 162''$	$136 \times 123''$
Pixel scale	$0.0395''/\text{pixel}$	$0.135 \times 0.121''/\text{pixel}$
Dimensioni pixel	$15\mu\text{m}$	$18\mu\text{m}$
Dimensioni detector	$2 \times 2051 \times 4096$	1014×1014
Range spettrale	$2000 - 10000\text{\AA}$	$8000 - 17000\text{\AA}$
efficienza quantica	$50 - 59\%$ a $2500\text{\AA}$	77% a $10000\text{\AA}$
	$68 - 69\%$ a $6000\text{\AA}$	79% a $14000\text{\AA}$
	$47 - 52\%$ a $8000\text{\AA}$	79% a $16500\text{\AA}$

2.1.2 Dati

Le immagini utilizzate in questo lavoro di analisi delle popolazioni stellari multiple ospitate dall'ammasso globulare NGC 6723 sono state acquisite nell'ambito dei progetti *ACS Survey of Galactic Globular Clusters* (GO-10775, P.I.: A. Sarajedini) e *The HST UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters* (GO-13297, P.I.: G. Piotto) (in figura 2.3 si vede il campo di vista dei due programmi). In tabella 2.3 sono riportate le caratteristiche (missione, filtro, t_{exp} , camera) delle immagini utilizzate.

Tabella 2.3: Log delle osservazioni HST usate in questo lavoro.

GO	Epoca	Filtro	N× Tempo di esposizione	Strumento	PI
10775	2006.42	F606W	4×140 s + 10 s	ACS/WFC	A. Sarajedini
10775	2006.42	F814W	4×150 s + 10 s	ACS/WFC	A. Sarajedini
13297	2×2014.26 2×2014.45 2×2014.51	F275W	4×693 s + 2×734 s	WFC3/UVIS	G. Piotto
13297	2×2014.26 2×2014.45 2×2014.51	F336W	6×313 s	WFC3/UVIS	G. Piotto
13297	2×2014.26 2×2014.45 2×2014.51	F438W	2×61 s + 60 s	WFC3/UVIS	G. Piotto

Per questo lavoro ho utilizzato immagini `_flc` alle quali è già stato sottratto il bias, sono state corrette per flat-field e anche per inefficienza di trasferimento di carica (charge-transfer inefficiency, CTE²). Queste immagini sono nel sistema di riferimento del CCD, il quale soffre di molte distorsioni geometriche e dunque necessitano di essere trasformate in un sistema di riferimento senza distorsioni e di essere astrometrizzate.

2.2 First-pass photometry

2.2.1 PSF

Comprendere la point spread function (PSF), la distribuzione bi-dimensionale della luce che viene prodotta da uno strumento quando il suo input è una sorgente puntiforme, è di centrale importanza nella tecnica di riduzione di immagini astronomiche. In un'immagine astronomica ogni stella è una riproduzione di una PSF, che si distingue dalle altre solo per la propria posizione e flusso. La PSF altro non è che il profilo che lo strumento restituisce quando l'input è una sorgente puntiforme. Sul piano focale il telescopio produce quel che viene chiamata una PSF strumentale (iPSF, instrumental PSF). Ma questa PSF non viene mai osservata direttamente,

²Il problema del CTE è dovuto alla presenza di trappole per le cariche all'interno del CCD che catturano gli elettroni, i quali vengono rilasciati con un certo ritardo temporale durante il processo di lettura.

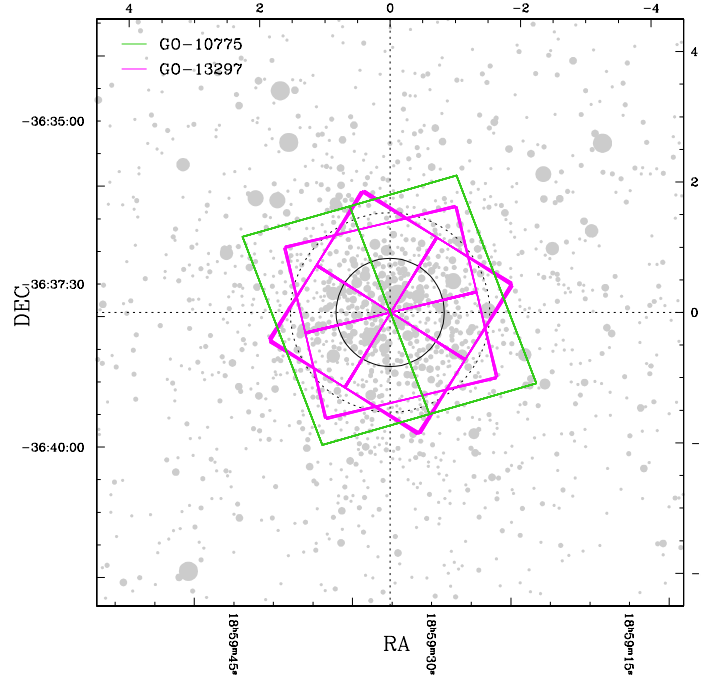


Figura 2.3: La figura mostra il campo di vista della camera ACS (verde) e di WFC3 (magenta). I punti sono le stelle (del catalogo 2MASS) e la loro dimensione è proporzionale alla luminosità in J_{2MASS} . Il cerchio con linea continua rappresenta il raggio del core dell'ammasso $r_c = 0'.83$, mentre il cerchio con linea tratteggiata è il raggio di metà luce $r_h = 1'.53$ (dal catalogo di Harris 1996 aggiornato al 2010).

invece quel che si osserva è una matrice di valori dei pixel che deriva da essa. Anche con un rapporto segnale-rumore tendente ad infinito e un flat field perfetto, la stessa stella produce diverse matrici di numeri a seconda di dove il suo centro va a cadere rispetto ai bordi dei pixel.

Tutto questo porta alla definizione della PSF efficace (ePSF, effective PSF). La ePSF è una funzione continua, convoluzione della PSF sul piano focale con la funzione di sensibilità spaziale dei singoli pixel. Questa ePSF ha il pregio che il valore atteso per qualsiasi pixel per qualsiasi immagine di una stella è il prodotto del valore della ePSF in quella posizione al centro di quel pixel rispetto al centro della stella, moltiplicata per un fattore che esprime la luminosità di quella stella.

L'ambiente stabile dello spazio rende *HST* un eccellente strumento fotometrico. In particolare le PSF di *HST* sono costanti da quasi 25 anni. PSF di "libreria" empiriche e mediate nel tempo sono spesso sufficienti per molti progetti scientifici. Ma per pensare di poter ottenere dati fotometrici di alta precisione, è importante tener conto anche delle più piccole variazioni delle PSF, per esempio quelle dovute al cosiddetto respiro del telescopio. E' stata dunque sviluppata una tecnica di modellamento delle PSF sia per il canale UVIS che per il canale IR, che crea una matrice dipendente dal tempo di PSF empiriche che variano spazialmente per ogni singola immagine acquisita, in modo da tener conto delle variazioni spaziali e temporali delle point spread functions.

La point-spread function di *HST* ha un raggio di circa 50 mas, l'esatta dimensione dipende dalla lunghezza d'onda. Dato che la dimensione dei pixel dei CCD della WFC3/UVIS e della ACS/WFC sono 39.6 e 50 mas, rispettivamente, è chiaro che le immagini acquisite con tali detector saranno fortemente sottocampionate. Nelle immagini di *HST* di ammassi globulari tutti gli oggetti sono stelle puntiformi relativamente isolate. A differenza di oggetti estesi, una

sorgente puntiforme necessita solo di tre parametri per essere descritta in modo completo: il suo centro (x, y) e il flusso totale (f) . Quindi l'obiettivo della fotometria e dell'astrometria, è quello di trovare questi tre parametri dalla matrice di pixel che compone l'immagine della stella. Infatti anche se teoricamente è possibile ottenere le posizioni anche in immagini sottocampionate, tali misure richiedono un accurato modello di PSF. Qualsiasi inaccuratezza nel modello della PSF usato, restituirà delle misure sulla posizione affette da bias. Per rappresentare questo punto cruciale, si può osservare la figura 2.4 dove sono interpolati due diversi modelli di PSF sullo stesso profilo stellare sottocampionato (Anderson & King 2000).

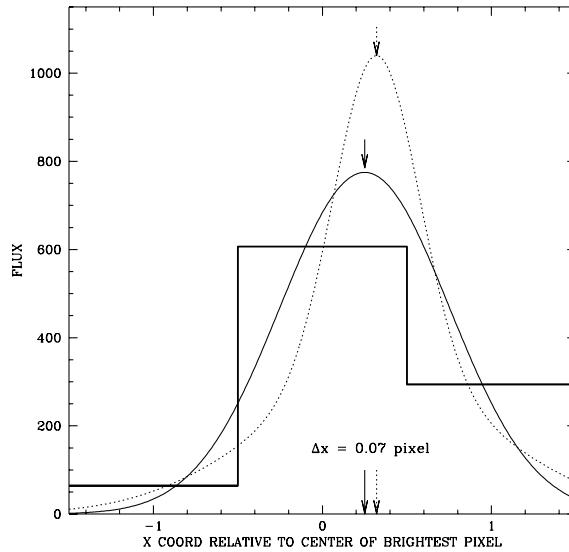


Figura 2.4: L'istogramma mostra i conteggi dei 3 pixel più interni del profilo stellare di un'immagine sottocampionata. La linea continua è un modello gaussiano puro che integrato sui pixel, fitta esattamente il loro valore. La linea tratteggiata è un modello composito di una gaussiana più stretta e un piccolo contributo di una più allargata; anche qui l'integrazione sui pixel riproduce il loro valore. Le frecce indicano le posizioni dei picchi delle due PSF (Figura 1 in Anderson & King 2000).

I due modelli di PSF portano ad una stima del centro della stella che è notevolmente diverso. Tale bias dipende dalla localizzazione del centro della stella all'interno del pixel, ed è chiamato *pixel-phase error*.

Oltre al posizionamento della stella un altro problema nell'utilizzare immagini sottocampionate è quello di capire quale modello di PSF riproduca meglio il profilo stellare. L'eliminazione di questa degenerazione è una delle sfide principali quando si ha a che fare con immagini sottocampionate. La soluzione viene data dalla tecnica del *dithering* in cui vengono prese più immagini dello stesso oggetto leggermente spostate l'una rispetto all'altra, di modo che le stelle non cadano sempre nelle stesse posizioni, ma vengano spostate rispetto ai bordi dei pixel.

Per costruire un modello accurato di PSF serve un processo iterativo: non si può derivare una PSF senza conoscere la posizione della stella e il suo flusso, e neanche si può misurare la posizione della stella e il flusso senza un modello di PSF. In pratica il metodo alterna la determinazione delle PSF con la misura dei parametri delle stelle usando il miglior modello a disposizione, migliorando entrambi ad ogni iterazione.

In questo modo si ottiene una griglia di PSF di libreria costituita da 9×10 PSF. Per misurare una stella in una immagine si ricava una PSF *ad hoc* per ogni stella in una determinata posizione

del detector, attraverso un'interpolazione bilineare delle 4 PSF di libreria più vicine (figura 2.5). Questo passaggio tiene conto della variazione spaziale delle PSF sul detector.

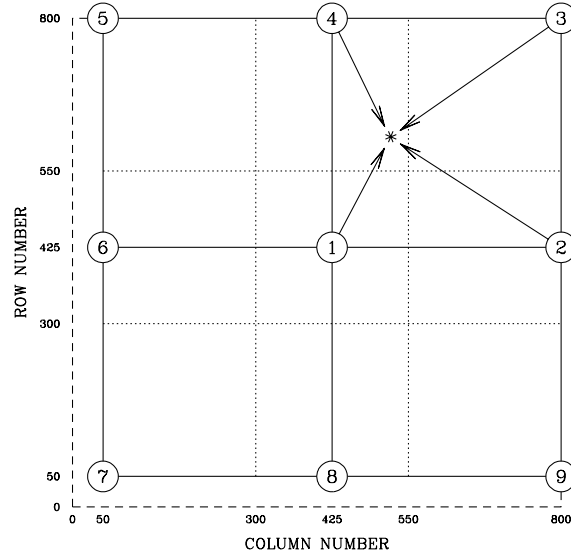


Figura 2.5: La figura mostra la posizione di 9 PSF di riferimento della WFPC2 e il processo di interpolazione bilineare per trovare una PSF in un particolare punto del chip (Figura 7 da Anderson & King 2000).

Oltre alla variazione spaziale bisogna considerare anche la variazione temporale delle PSF perchè le PSF di libreria sono state fatte con un set di dati più vecchio e nel frattempo le condizioni del telescopio sono cambiate, ci sono state variazioni di temperatura, o di puntamento che hanno portato ad un cambiamento del sistema ottico e quindi della forma delle PSF. Per tener conto della variazione temporale si procede a perturbare le PSF. Si suddivide l'immagine in una griglia di quadrati $N \times N$ (generalmente $N=1, \dots, 5$ e il valore dipenderà dal numero di stelle presenti in ognuno di questi quadrati) all'interno dei quali si misurano le stelle (con le PSF ottenute dall'interpolazione bilineare delle 4 PSF di libreria più vicine) ottenendo un modello di PSF per ogni stella. Tale modello è dato dalla moltiplicazione del flusso della stella reale per la PSF interpolata. In ogni quadrato N_i saranno presenti M stelle che vengono misurate e alle quali vengono sottratti i modelli trovati per quella posizione, ottenendo infine M residui per ogni quadrato N_i dell'immagine. Questi M residui della regione N_i vengono mediati e normalizzati e verranno infine utilizzati per modificare la matrice di 9×10 delle PSF di libreria (nella figura 2.6 si possono vedere i residui dell'immagine j9l941qpq nel filtro F814W calcolati con un valore del parametro $PERT=5$). Queste ultime verranno perturbate con interpolazione bilineare con i residui trovati in precedenza dalle 4 regioni più vicine (si può vedere una PSF di libreria, una PSF perturbata e il residuo di un'immagine nel filtro F814W in figura 2.7). Si ricomincia l'iterazione con queste nuove 9×10 PSF di fiducia e si ripete l'operazione per altre 8 volte (per un totale di 9 iterazioni).

Questo metodo permette di trovare delle PSF estremamente accurate dalle quali si possono derivare eccellenti valori delle posizioni e del flusso delle stelle.

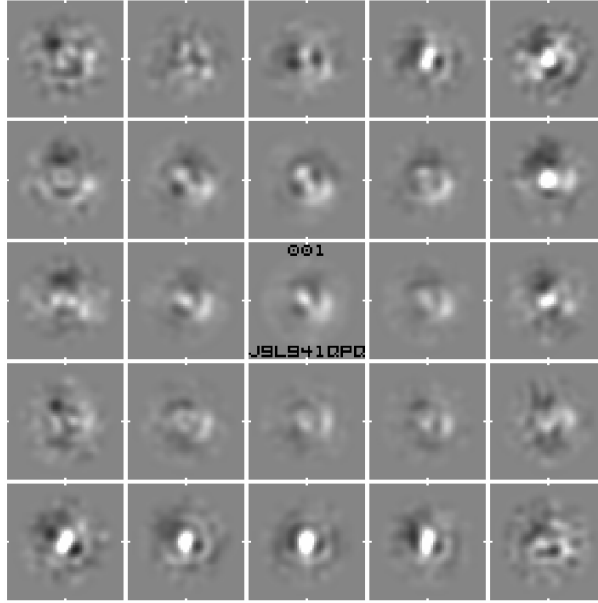


Figura 2.6: Residui medi calcolati nelle $N_i \times N_i = 25$ regioni dell'immagine *j919410pq* nel filtro *F814W* utilizzando un valore del parametro *PERT*=5.

2.2.2 hst1pass

Seguendo lo schema iterativo spiegato in precedenza, ho utilizzato il programma **hst1pass** (Anderson et al. in prep.) scritto in **FORTRAN** per ottenere i primi cataloghi per ogni singola immagine di ogni singolo filtro.

La prima cosa che ho fatto è stata quella di svolgere delle prove, per ogni filtro, con delle immagini test per capire la giusta combinazione di parametri da utilizzare, per riuscire ad ottenere la massima qualità possibile in questa prima parte della fase di riduzione dati. I parametri utilizzati in questa fase sono:

HMIN *isolation index*: è la distanza in pixel entro la quale non devono esserci stelle brillanti rispetto al centro della stella presa in esame. Se ci sono stelle entro questa distanza la stella viene scartata.

FMIN è il flusso minimo che la stella deve avere in ADU (*Analog to Digital Unit*). Se il suo valore è inferiore a questo parametro la stella non viene presa in considerazione.

PMAX questo parametro fissa il picco massimo che si può avere su un singolo pixel. È tenuto fisso ad un valore pari a "99999999" ed è anche in questo caso espresso in ADU.

PERT questo parametro definisce il numero di celle $N \times N$ in cui verrà divisa l'immagine per perturbare le 9×10 PSF di libreria.

Q-FIT (quality-of-fit) è un parametro che definisce di quanto il modello di PSF trovato per la singola stella si discosti dalla stella vera. Più il valore di questo parametro è basso e meglio è stata rappresentata la stella con il modello ricavato. L'espressione del *q-fit* per la stella nella posizione i,j è

$$Q_{FIT} = \frac{\sum_{i,j} (stella\ osservata_{i,j} - modello\ stella_{i,j})}{\sum_{i,j} modello\ stella_{i,j}}$$

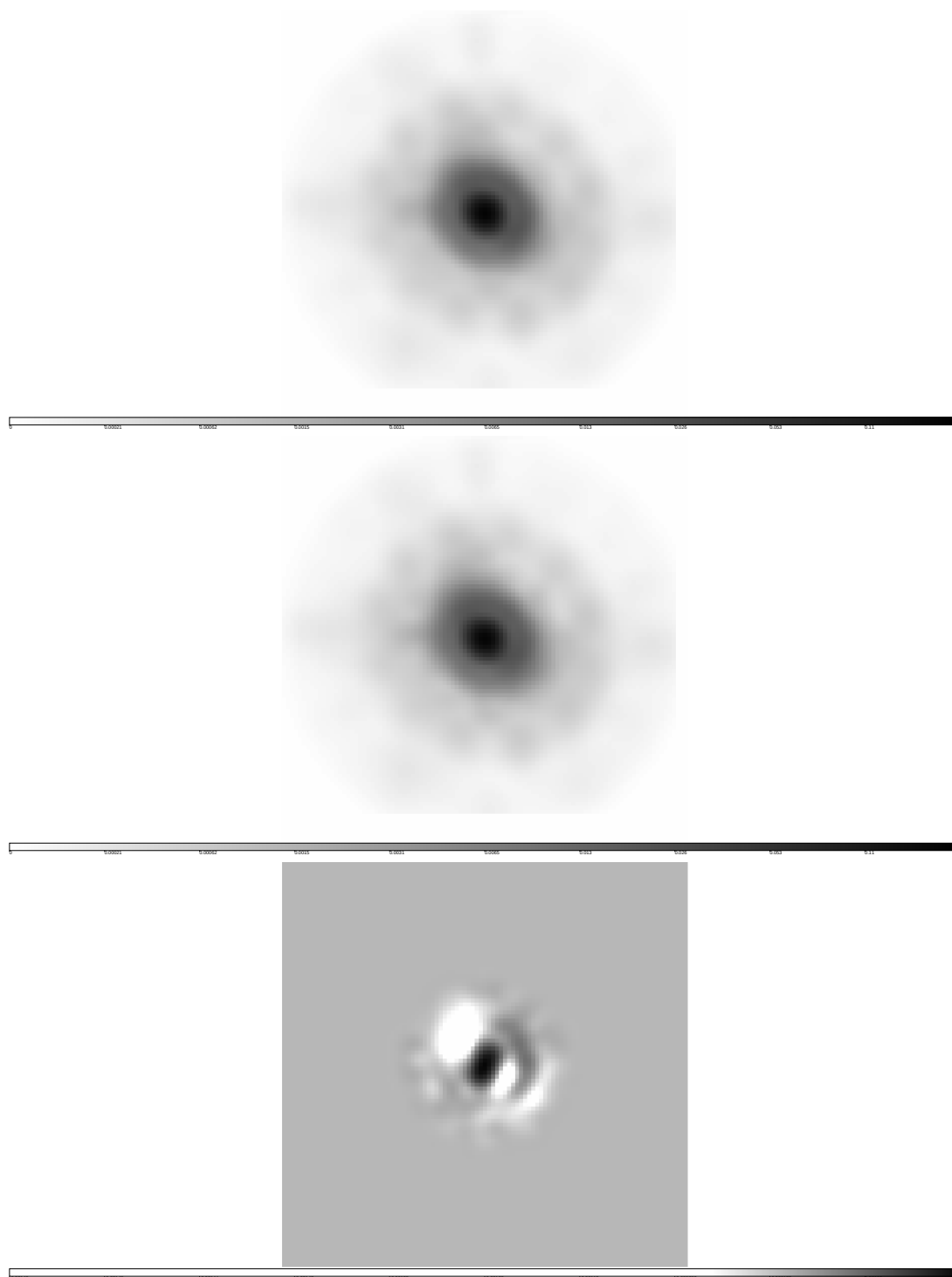


Figura 2.7: PSF nel filtro F814W dell'immagine j9l941ppq. In alto una PSF di libreria, al centro la PSF di libreria perturbata e sotto la differenza tra le due.

In definitiva in questa fase ho lanciato il codice *hst1pass* per ogni immagine in ogni filtro, con la miglior combinazione di parametri trovata durante la fase preliminare di test e facendo attenzione ad inserire le PSF di libreria appropriate al dato filtro e al detector usato. Quest'ultima accortezza è necessaria dato che le immagini nei filtri F814W e F606W sono state state acquisite nel 2006 con lo strumento *ACS* prima della *Service Mission 4* (dall'11 al 24 Maggio 2009).

In input il programma richiede il valore di tre parametri (FMIN, HMIN e PERT), il nome dell'immagine e le adeguate PSF di libreria. Come output questa routine restituisce tre file:

1. Catalogo (*file_flg.xymq*): per ogni singola immagine si ottiene un catalogo in cui vengono stampati le posizioni (x, y), la magnitudine strumentale (m_{FxxW}) e il *q-fit* di ogni singola stella misurata;
2. Nuove PSF (*file_PSF.fits*): in questo file ci sono le PSF di libreria perturbate *ad hoc* per l'immagine in questione;
3. Perturbazioni delle PSF (*LOG.psfperms.fits*): in questo unico file sono raccolte le perturbazioni utilizzate.

Nel test ho provato diversi valori del parametro **PERT** su un'immagine campione per ogni filtro e ho confrontato i valori medi e la mediana dei *q-fit* così ottenuti. Nella figura 2.8 si vedono i valori del *q-fit* (in nero il valore della media e in rosso il valore della mediana) per i diversi valori del parametro **PERT** per l'immagine *icau42abq_flg.fits* nel filtro F336W, mentre nelle figure 2.9 si vedono i grafici del *q-fit* vs. m_{F336W} .

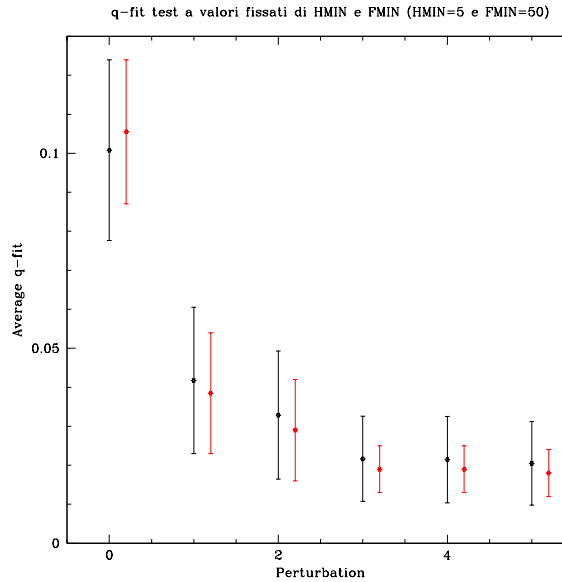


Figura 2.8: Grafico di confronto tra i valori del *q-fit* per le stelle brillanti non sature vs. i valori del parametro **PERT** per l'immagine *icau42abq_flg.fits* nel filtro F336W. In rosso si vedono i valori della mediana dei *q-fit*, mentre in nero sono rappresentati i valori medi. Le barre di errore sono riferite allo scarto quadratico medio.

A conclusione di questa fase vado ad elencare i valori dei parametri utilizzati per ottenere i primi cataloghi delle singole immagini per ogni filtro.

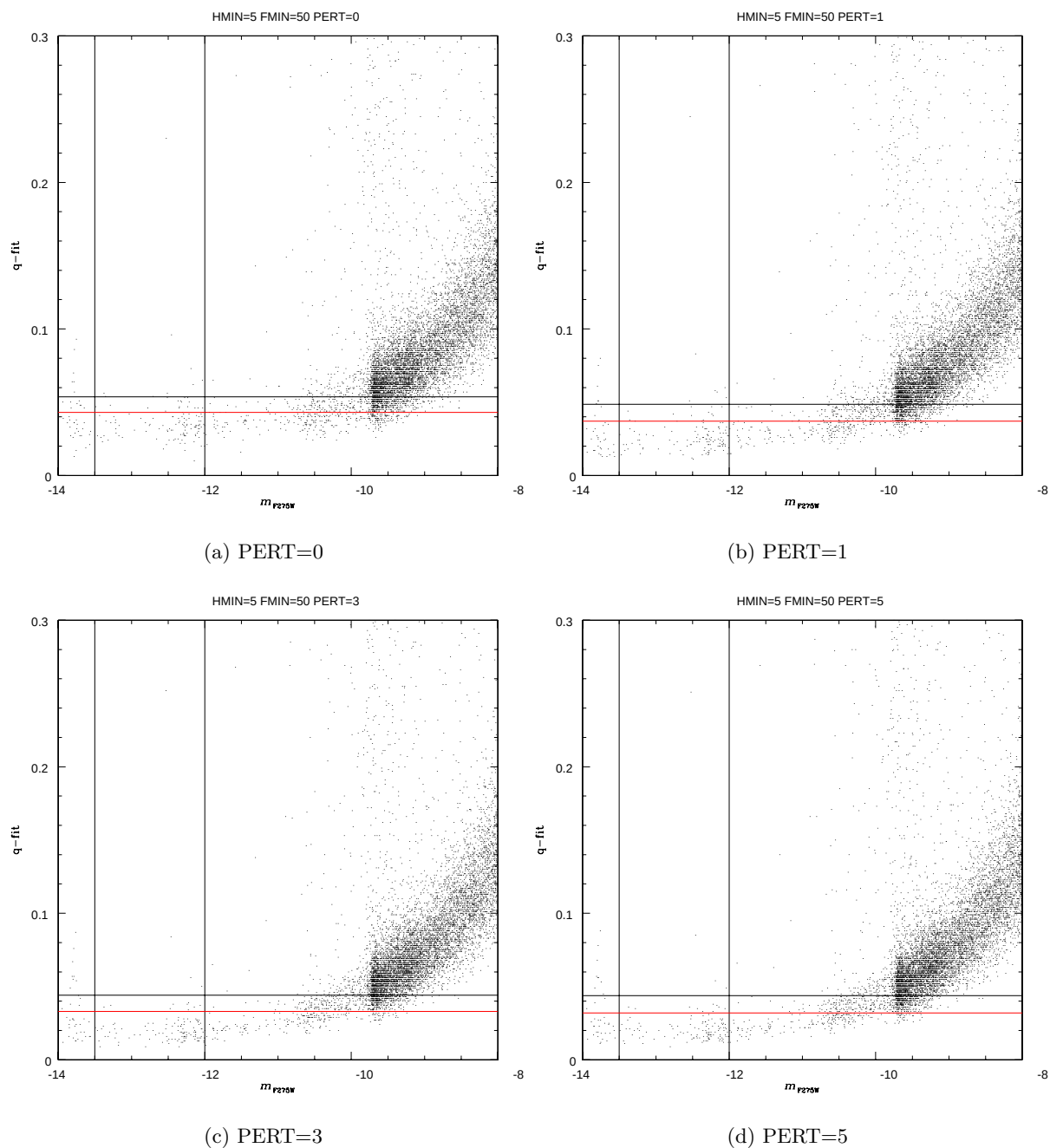


Figura 2.9: Grafici $q\text{-fit}$ vs. m_{F275W} dell'immagine *icau42acq_flg.fits*. Si vede come i valori dei $q\text{-fit}$ migliorino al variare del parametro $PERT$.

F275W Per questo filtro ho usato i valori $FMIN = 50$, $HMIN = 5$, $PMAX = 99999999$ e $PERT = 5$ per tutte le immagini. Solo per l'immagine `icau43ygq_flg.fits` ho dovuto usare un valore $PERT = 3$, questo perchè l'immagine è molto contaminata dalla presenza di raggi cosmici (figura 2.10).

F336W Anche in questo caso ho usato i valori $FMIN = 50$, $HMIN = 5$, $PMAX = 99999999$ e $PERT = 5$ per tutte le immagini. L'immagine `icau43yeq_flg.fits` è stata completamente scartata: ho notato che i q -fit erano davvero di pessima qualità e questo è dovuto al fatto che l'immagine risulta fuori fuoco (figura 2.11).

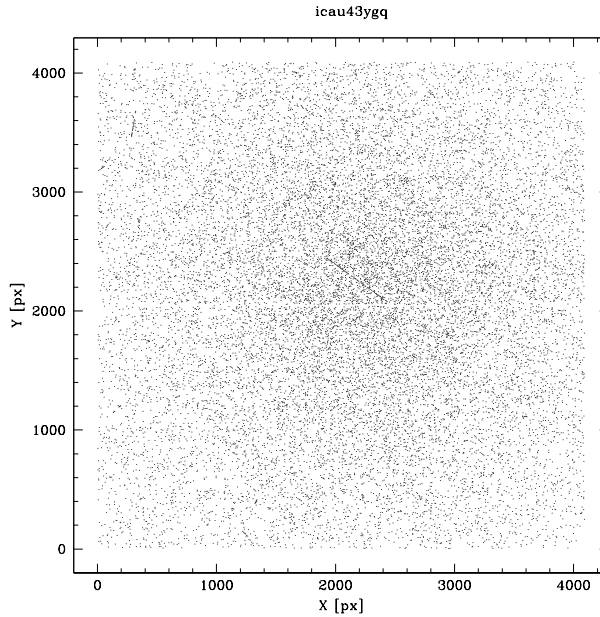


Figura 2.10: Grafico delle posizioni delle sorgenti per l'immagine `icau43ygq`. Si nota come l'immagine sia degradata dalla presenza di molti raggi cosmici.

F438W Per questo filtro la miglior combinazione per i valori dei parametri è $FMIN = 50$, $HMIN = 5$, $PMAX = 99999999$ e $PERT = 4$.

F606W Di seguito i parametri utilizzati per questo filtro

- Posa breve: $FMIN = 50$, $HMIN = 5$, $PMAX = 99999999$ e $PERT = 4$.
- Pose lunghe: $FMIN = 50$, $HMIN = 5$, $PMAX = 99999999$ e $PERT = 5$.

F814W Di seguito i parametri utilizzati per questo filtro

- Posa breve: $FMIN = 50$, $HMIN = 5$, $PMAX = 99999999$ e $PERT = 3$.
- Pose lunghe: $FMIN = 50$, $HMIN = 5$, $PMAX = 99999999$ e $PERT = 5$.

2.2.3 Trasformazioni

Dopo aver concluso la first-pass photometry bisogna riportare le diverse immagini, prese con orientazioni diverse e in epoche diverse, allo stesso sistema di riferimento per riuscire a far coincidere le stesse stelle nelle diverse pose e per orientare le immagini rispetto ad un sistema di riferimento assoluto. Per riuscire in questo obiettivo ci si può riferire ad un catalogo già

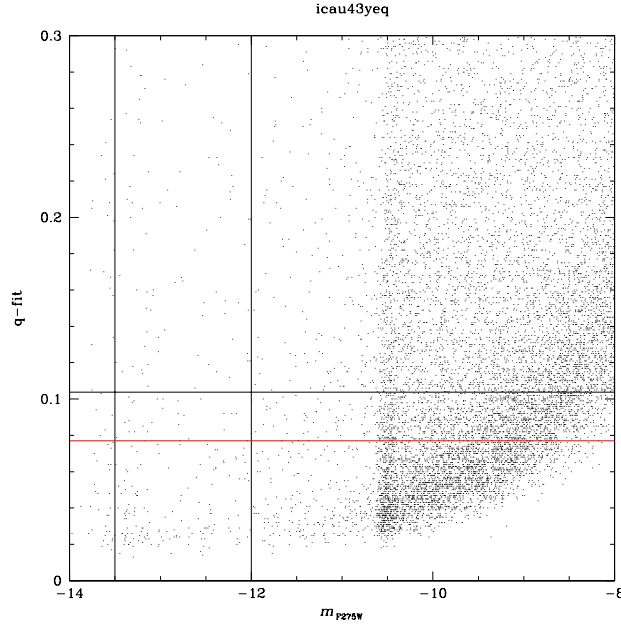


Figura 2.11: Grafico del q -fit vs. m_{F336W} per l'immagine *icau43yeq*. Si vede come i valori del q -fit delle stelle non siano entro limiti accettabili (q -fit medio per stelle brillanti nelle altre immagini ~ 0.03) e per questo motivo l'immagine è stata scartata.

esistente dell'ammasso NGC 6723 e io ho scelto di usare il catalogo **2MASS**. Ho scaricato il catalogo di NGC 6723 centrato sulle coordinate del centro dell'ammasso (ho utilizzato quelle determinate da Goldsbury et al. 2010) ed entro un raggio massimo $DR_{max} = 0^\circ.15$. Come output ho ottenuto posizioni (RA, DEC nel sistema di coordinate equatoriali) le magnitudini (nelle bande J_{2MASS} , H_{2MASS} e K_{2MASS}) e la distanza (ΔRA e ΔDEC [deg]) tra la posizione delle stelle (già deproiettata sul piano tangente al centro dell'ammasso) e il centro dell'ammasso. Ho successivamente proceduto a trasformare tali distanze, espresse in gradi sessadecimali, in distanze in pixel della camera WFC3 rispetto al centro dell'ammasso posizionato per comodità nella posizione (5000,5000). Queste distanze in pixel (X_{px} e Y_{px} per semplicità) sono data dalle formule:

$$X_{px} = -\frac{(DERA[deg] \times 3600)}{UVIS_{pixel\ scale}["/px]} + 5000 \quad \text{per l'ascensione retta} \quad (2.1)$$

$$Y_{px} = \frac{(DEDEC[deg] \times 3600)}{UVIS_{pixel\ scale}["/px]} + 5000 \quad \text{per la declinazione} \quad (2.2)$$

dove $UVIS_{pixel\ scale} = 0.03962"/pixel$. Ho ottenuto così un catalogo dai dati di 2MASS per l'ammasso in questione con le coordinate trasformate in pixel UVIS.

Ho usato il programma *xym2mat* per trasformare i cataloghi HST su un sistema di riferimento comune. Questo programma usa come input un file di testo *IN.xym2mat* di cui possiamo vedere un esempio nella tabella 2.4.

Nella prima riga è stato inserito come catalogo di input (file di MASTER) quello ottenuto precedentemente dai dati 2MASS, nelle righe successive sono stati inseriti i cataloghi delle varie immagini ottenuti con la routine *hst1pass* e il primo di questi è quello relativo alla posa breve. Nella terza e quarta colonna sono inseriti dei valori che dipendono dal chip e dal filtro utilizzato. Questi valori servono a correggere le immagini per distorsione geometrica (tabella 2.5). Le

Tabella 2.4: File *IN.xym2mat* per il filtro *F814W* alla prima iterazione.

#ID	nome catalogo	chip	filtro	magnitudine
00	NGC6723.2MASS.XYK	c0	f0	“m 10, 16”
QCOL 4				
01	j9l941qpq_flg.xymq	c5	f5	m -99, -12
02	j9l941qrq_flg.xymq	c5	f5	m -99, -12
03	j9l941qtq_flg.xymq	c5	f5	m -99, -12
04	j9l941qvq_flg.xymq	c5	f5	m -99, -12
05	j9l941qxq_flg.xymq	c5	f5	m -99, -12

Tabella 2.5: Valori utilizzati per i vari chip e filtri nei file *IN.xym2mat*.

	CHIP		FILTRO
ACS/WFC	c5	F814W	f5
	c5	F606W	f4
WFC3/UVIS	c8	F438W	f4
	c8	F336W	f2
	c8	F275W	f1

magnitudini nell’ultima colonna si fermano al valore $m_{F814W} = -12$ perchè alla prima iterazione sono interessato a trovare tutte le stelle sature.

Le trasformazioni lineari a sei parametri vengono trovate usando il metodo dei triangoli descritto da Stetson 1989. Dopo la prima iterazione ho aggiustato gli zero points fotometrici (in quanto erano riportati al sistema di riferimento di 2MASS), e ho utilizzato come sistema di riferimento fotometrico quello della posa col tempo di esposizione più alto. Ho così creato un nuovo master frame usando il programma *xym2bar_dmin* che usa in input *IN.xym2bar* (figura 2.6). Questo programma utilizza le trasformazioni trovate precedentemente, riporta posizioni e magnitudini di ogni catalogo nello stesso sistema di riferimento, individua le stelle in comune ai vari cataloghi, e media le posizioni e le magnitudini per creare un nuovo catalogo.

Quindi, ricapitolando, tutte le pose in un filtro hanno le posizioni riportate nel sistema di riferimento 2MASS, e le magnitudini in quello della posa con tempo di esposizione più lungo.

Tabella 2.6: File *IN.xym2bar* per il filtro *F814W* alla prima iterazione.

QCOL 4						
#01	j9l941qpq_flg.xymq	c5	f5	z99	m -13.5, -12	“q0,0.1”
02	j9l941qrq_flg.xymq	c5	f5	z99	m -13.5, -12	“q0,0.1”
03	j9l941qtq_flg.xymq	c5	f5	z99	m -13.5, -12	“q0,0.1”
04	j9l941qvq_flg.xymq	c5	f5	z99	m -13.5, -12	“q0,0.1”
05	j9l941qxq_flg.xymq	c5	f5	z99	m -13.5, -12	“q0,0.1”

Il programma prende come input:

NDIM : corrisponde al numero di volte che una stella deve essere identificata nei vari cataloghi per essere presa in considerazione.

DMIN : questo parametro corrisponde al raggio (espresso in pixel) al quale la stessa stella deve essere trovata nei vari cataloghi per poter essere considerata la stessa.

Il catalogo in output, che include posizioni e magnitudini delle stelle più robuste, l’ho usato come nuovo catalogo di riferimento per raffinare le trasformazioni (vedi tabella 2.7). Ho iterato, cioè ho alternato la creazione di un nuovo catalogo medio e le trasformazioni, fino a quando i residui sulle posizioni non si sono assestati ad un valore fisso. All’ultima iterazione, per creare il catalogo finale, ho scelto di considerare buona ogni sorgente che compare in un catalogo e avente qualsiasi magnitudine e q-fit. Anche se non è la scelta migliore, in questo modo sono sicuro di avere una lista completa, che sarà adoperata successivamente per fare un catalogo di stelle brillanti. I cataloghi così ottenuti li ho rinominati *MASTER.FxxW* dove il valore di *xx* dipende dal numero del filtro.

Tabella 2.7: File *IN.xym2mat* per il filtro *F814W* alla seconda iterazione.

#ID	nome catalogo	chip	filtro	magnitudine	q-fit
00	MATCHUP.XYMEEE	c0	f0		
#00	MASTER.XYM	c0	f0		
#00	NGC6723.2MASS.XYK	c0	f0	“m 10, 16”	
QCOL 4					
#01	j9l941qpq_flg.xymq	c5	f5	m -12, -10	q0,0.1
02	j9l941qrq_flg.xymq	c5	f5	m -13.5,-12	q0,0.1
03	j9l941qtq_flg.xymq	c5	f5	m -13.5,-12	q0,0.1
04	j9l941qvq_flg.xymq	c5	f5	m -13.5,-12	q0,0.1
05	j9l941qxq_flg.xymq	c5	f5	m -13.5,-12	q0,0.1

Tabella 2.8: File *IN.xym2bar* per il filtro *F814W* all’ultima iterazione.

QCOL 4							
01	j9l941qpq_flg.xymq	c5	f5	z99	m -99, -1		
02	j9l941qrq_flg.xymq	c5	f5	z99	m -99, -1		
03	j9l941qtq_flg.xymq	c5	f5	z99	m -99, -1		
04	j9l941qvq_flg.xymq	c5	f5	z99	m -99, -1		
05	j9l941qxq_flg.xymq	c5	f5	z99	m -99, -1		

A questo punto ho un catalogo per filtro, ma le stelle nei vari cataloghi dei diversi filtri hanno indicizzazione diverse (alla stessa riga dei vari cataloghi non corrispondono le stesse stelle e il numero di righe, e quindi di stelle, dei cataloghi non è lo stesso). A questo scopo ho utilizzato il programma *xym1mat* il quale collega i vari cataloghi trovando le stesse stelle, le ordina nei file allo stesso modo. Nella prima iterazione ho utilizzato le stelle sature affinché le trasformazioni fossero veloci, poi con la seconda iterazioni ho utilizzato le stelle non sature per raffinare le trasformazioni e infine nell’ultima iterazione col comando *+mat* ho utilizzato tutte le stelle,

in modo da avere cataloghi con tutte le stelle nei vari intervalli di magnitudine (nella figura 2.12 viene rappresentato il CMD di NGC 6723 con tutte le stelle recuperate in tutti i range di magnitudine). Dunque i cataloghi finali ottenuti con questo metodo costituiscono la conclusione della first-pass photometry.

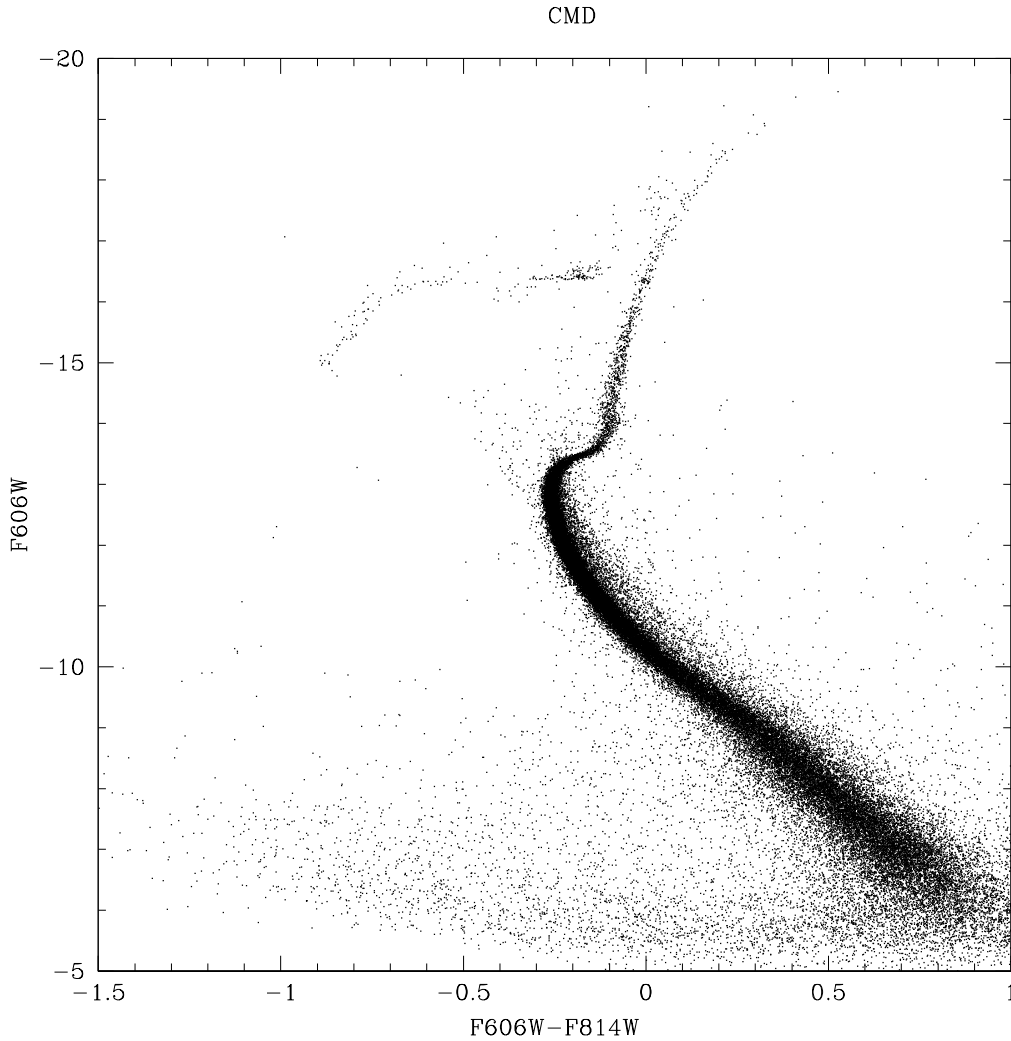


Figura 2.12: CMD nelle magnitudini strumentali $F814W$ vs. $F606W-F814W$.

2.3 Second-pass photometry

Lo scopo in questa fase è quello di ottenere dei cataloghi più completi possibile, ma dato l'affollamento di stelle e le limitazioni date dal rapporto segnale-rumore, non si può sperare di identificare ogni singola stella nel campo osservato dell'ammasso. Ci sono centinaia di migliaia di stelle nell'ammasso globulare NGC 6723, quindi identificarle a mano non è pensabile. Dunque la procedura automatica deve essere ottimizzata per i detector usati nelle osservazioni (*ACS*, *WFC3*), deve trovare tutto quello che è possibile trovare.

La second-pass photometry permette di individuare e misurare simultaneamente tutte le stelle con i relativi parametri, in tutte le singole immagini e in tutti i filtri utilizzati. A tale scopo

è stato utilizzato il software scritto in *FORTRAN* da Jay Anderson chiamato *kitchen_sync2* (KS2, Anderson in preparazione, Sabbi et al. 2016 e Bellini et al. 2017). Questo software è l'evoluzione di quello sviluppato per la riduzione dati del progetto *ACS Globular Cluster Treasury* (GO-10775, PI: Sarajedini), descritto in dettaglio in Anderson et al. (2008c). La nuova versione di questo software è in grado di gestire più filtri contemporaneamente, un gran numero di immagini (anche centinaia), ed è anche in grado di trovare e misurare stelle deboli che non sarebbero individuabili in una singola immagine.

Il KS2 usa le immagini, le PSF perturbate e le trasformazioni trovate in precedenza per riportare tutte le immagini nello stesso sistema di riferimento e cercare picchi significativi. Inizia a scansionare tutto il campo osservato una *patch* alla volta (dove una *patch* è una regione quadrata limitata di un'immagine che misura 125 pixel di lato) e usa tutte le immagini contemporaneamente per trovare le stelle.

Il KS2 trova le stelle in più iterazioni che compie su ogni singola patch. Parte avendo note le stelle molto brillanti nel campo osservato (spesso sature) grazie ad una lista di stelle brillanti data in input. Questo gli permette di costruire una maschera ed escludere come sorgenti artefatti della PSF come i picchi di diffrazione o gli aloni, così da escludere il più alto numero di falsi positivi dalla lista finale. Nell'iterazione iniziale la routine prima identifica le stelle brillanti, poi le sottrae per riuscire a trovare le stelle più deboli nei residui durante le iterazioni successive. Esso usa dei parametri che permettono di trovare ad ogni iterazione sorgenti sempre più deboli. Questi parametri sono: l'isolamento all'interno di un certo numero di pixel; il valore del picco sopra il fondo cielo; qualità del fit della PSF; e il numero di volte in cui il picco coincide in diverse immagini. Tali parametri sono man mano più rilassati dalla prima all'ultima iterazione.

Il KS2 usa tre diversi metodi per trovare e misurare le stelle.

Metodo # 1

Questo metodo è ottimizzato per ottenere i migliori risultati nella misura di stelle brillanti, le quali generano picchi ben distinguibili all'interno dei 5x5 pixel dal centro della stella. La routine misura in ogni immagine il flusso e la posizione della stella usando una PSF locale appropriata, dopo aver sottratto i vicini della stella stessa ad ogni iterazione. Il flusso finale e la posizione di una stella in un filtro, sono dati da una robusta media dei flussi e delle posizioni misurate nelle singole immagini. Le stelle più brillanti e non sature possono essere misurate bene con questo metodo, ma le stelle più deboli non sempre generano dei picchi distinguibili nelle singole immagini.

Questo metodo lavora bene per stelle con magnitudine strumentale ³ più luminosa di ~ -11 .

Metodo # 2

Per la misura di stelle che sono troppo deboli per essere misurate in una singola immagine si usa il secondo metodo, il quale raccoglie tutte le informazioni per una data stella, in ogni filtro. La routine usa le trasformazioni delle posizioni e le correzioni delle distorsioni per calcolare le posizioni della stella in ogni singola immagine, ed estrae un array di 5x5 pixel attorno al centro della stella (raster). I modelli di PSF locali ci dicono la frazione del flusso totale della stella che cade in un determinato pixel, spostato dal centro di questa di un offset pari a $(\Delta x, \Delta y)$. Perciò il flusso P in un pixel (i, j) nel raster n è dato da:

$$P_{i,j,n} - s_{*,n} = f_* \cdot \Psi_{i,j,n} \quad (2.3)$$

³La magnitudine strumentale è data dalla formula $m_{FxxW} = -2.5 \log_{10}(flux)$, dove per "flux" si intende il flusso totale della stella in ADU.

dove f_* è il flusso totale della stella, $s_{*,n}$ è il valore del cielo locale e $\Psi_{i,j,n}$ è la frazione del flusso totale della stella che deve cadere all'interno del pixel (i, j) , in accordo con il modello di PSF locale (Anderson et al. 2008a). Questa è l'equazione di una retta con una pendenza pari a f_* e con valore di intercetta pari a $s_{*,n}$ (vedi grafico 2.13).

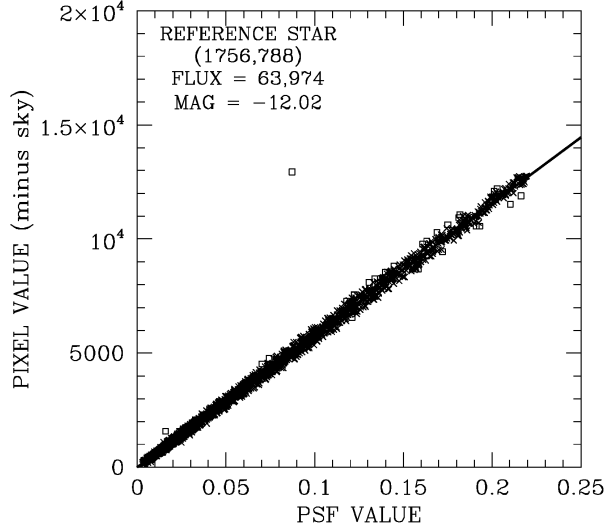


Figura 2.13: Grafico dei valori osservati dei conteggi per pixel contro il valore della PSF (Ψ_{ij}). Il flusso è dato dalla pendenza della retta (Figura 5 in Anderson et al. 2008a).

La routine trova il flusso f_* per ogni stella con il metodo dei minimi quadrati applicato a tutti i pixel.

Il secondo metodo è efficace quando lavora con stelle nel range di magnitudine strumentale compreso tra ~ -11 e ~ -8 (Bellini et al. 2017).

Metodo # 3

Il terzo metodo è equivalente al secondo, solo che invece di misurare il flusso della stella nei 5×5 pixel attorno al centro di essa, questo metodo prende i 4 pixel più brillanti della stella (previa sottrazione dei vicini) invece che 5×5 pixels. Questo metodo è indicato per la misura di sorgenti puntiformi che sono più deboli del livello del rumore di fondo e risulta essere efficace nel rilevare stelle deboli che hanno una magnitudine strumentale inferiore a ~ -8 e quando si utilizzano molte immagini.

I range di magnitudini precisi nei quali un metodo è preferibile rispetto ad un altro, variano a seconda dei filtri utilizzati e possono variare a seconda dello scopo scientifico. Come regola generale si preferisce il metodo che permette di ricavare le sequenze più strette lungo un CMD.

2.3.1 Stack

Il KS2 produce anche immagini *stack* nei vari filtri. Ho creato un file di input chiamato *IN.KS2* il quale è suddiviso in 7 slot: 5 per le pose lunghe dei vari filtri e 2 per le pose brevi delle immagini acquisite con la camera *ACS* (cioè per le pose brevi dei filtri F606W e F814W). Ogni slot contiene informazioni sulle immagini, PSF, trasformazioni, tempo di esposizione, filtro e valore medio di fondo cielo. Questo file di input serve per il programma *KS2*. In questa prima fase mi sono fermato a produrre le stack senza estrarre i cataloghi fotometrici, questo perchè

per proseguire ho bisogno di queste immagini. Le immagini stack sono ottenute grazie alle trasformazioni trovate in precedenza tra il sistema di riferimento della singola immagine e il sistema di riferimento assoluto. In pratica il programma passa al vaglio ogni singolo pixel nel sistema di riferimento assoluto e usa le trasformazioni di coordinate inverse e le correzioni di distorsione geometriche inverse per trovare lo stesso pixel nelle singole immagini del filtro in questione. Trovato il pixel nelle varie immagini. Questo alla fine produrrà l'immagine Stack per i singoli filtri. Le immagini Stack non verranno usate per l'analisi dati, ma sono comunque di enorme aiuto perchè permettono di discriminare tra oggetti che il computer dovrebbe classificare come stelle e tra oggetti che dovrebbero essere scartati come gli artefatti delle PSF (Anderson et al. 2008c).

Usando il filtro F275W come canale blu, il filtro F336W come canale verde e il filtro F438W come canale rosso ho fatto una tricromia di NGC 6723 con le immagini *STACK* (figura 2.14).

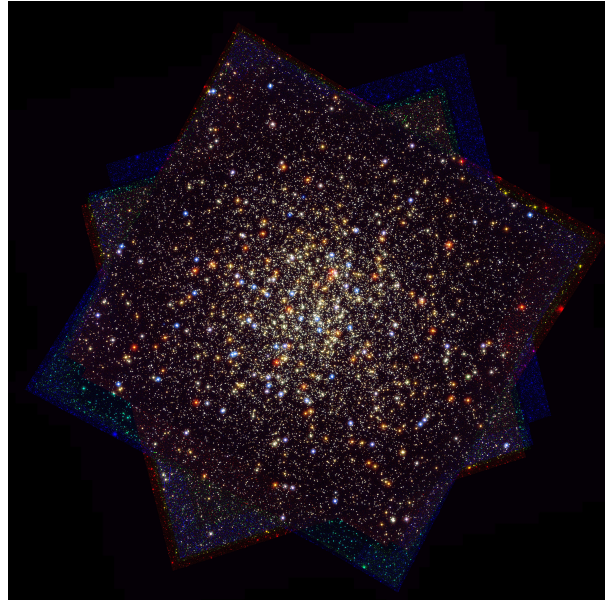


Figura 2.14: Tricromia delle immagini *STACK* di NGC 6723 ottenuta con i filtri F275W, F336W e F438W.

2.3.2 Bright list

Affinchè la second-pass photometry raggiunga la qualità cercata bisogna creare una lista di stelle brillanti per le quali devono essere modellate appositamente delle maschere. Voglio evitare di includere nei cataloghi finali degli artefatti delle PSF di stelle troppo brillanti, le quali creano dei picchi di diffrazione attorno alle proprie PSF, che il software potrebbe identificare come sorgenti deboli. Quindi è necessario riconoscere tutte le stelle brillanti e creare un modello di maschera che tenga conto di queste strutture, in modo tale che vengano sottratte dall'immagine per riuscire a risaltare la presenza di stelle deboli in modo da poterle misurare.

In definitiva ho fatto una *bright list* di tutte le stelle brillanti presenti in tutte le immagini e nei diversi filtri (anche se la stella era presente in un'immagine di un filtro particolare e non negli altri), in modo tale che nel prossimo passaggio il programma *KS2* possa riconoscere le stelle che necessitano di essere mascherate per riuscire a trovare più stelle deboli possibile. In figura 2.15 si vede un esempio di maschere: a sinistra si vede uno particolare del campo di NGC 6723, mentre a destra vengono riportate le maschere utilizzate nello stesso campo di vista.

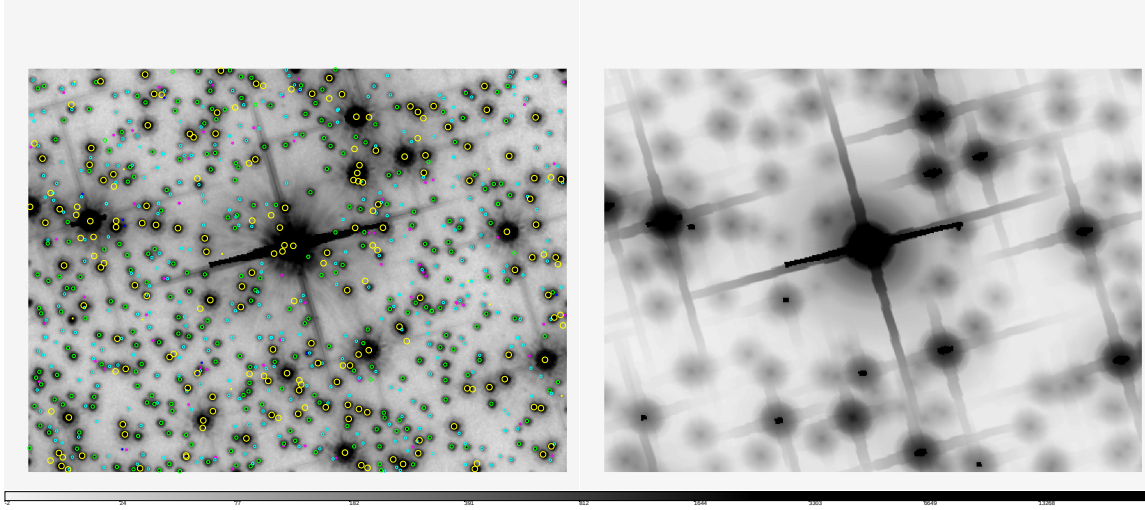


Figura 2.15: Nella figura a sinistra si riporta uno zoom del campo di NGC 6723, con evidenziate in giallo le stelle brillanti (dalla *bright list*) per quali è necessario produrre delle maschere. A destra un'immagine di maschere per queste stelle.

2.3.3 KS2

Per procedere con la second-pass photometry ho lanciato il programma *KS2* il quale sfrutta i metodi per la riduzione dati illustrati nel paragrafo 2.3. In questo lavoro ho usato in particolare il metodo # 1. Alla fine dell'elaborazione ho ottenuto tre cataloghi (uno per metodo) contenenti le posizioni in pixel di ogni stella, i flussi di ogni filtro e gli errori associati, il quality of fit (definito in maniera diversa dalla first-pass photometry), il numero di immagini in cui la stella è stata trovata e il numero di immagini in cui è stata misurata bene. Ho unito i risultati stampati in questo file assieme ai dati relativi alle stelle brillanti e alle stelle sature trovati nella first-pass photometry creando i cataloghi *NGC6723.FxxxW* per i vari filtri e il catalogo delle posizioni *NGC6723.XY*.

2.4 Catalogo

2.4.1 Calibrazione

Il processo di calibrazione della fotometria di *HST* si basa sul confronto tra le magnitudini strumentali, misurate dalle immagini *_flc*, e le magnitudini basate sulla fotometria di apertura misurate dalle immagini *_drc* (che sono normalizzate ad un tempo di esposizione pari ad 1 secondo e corrette per inefficienza di trasporto di carica):

$$CAL_{filter} = INSTR_{filter}^{flc} + \Delta mag + ZP_{filter}$$

dove CAL_{filter} è la fotometria calibrata per un determinato filtro; $INSTR_{filter}^{flc}$ è la fotometria strumentale che si ricava dalle immagini *_flc*; Δmag è la differenza di magnitudine media tra $AP_{r,\infty}^{drc}(\lambda)$, la fotometria di apertura misurata nelle immagini *_drc* con un raggio r di apertura finito (ma successivamente corrette per tener conto di un raggio di apertura infinito) e le magnitudini strumentali; ed infine ZP_{filter} è lo zero point del filtro in un dato sistema fotometrico (nel qual caso mi riferirò sempre al sistema fotometrico *VEGAmag*). I valori degli ZP_{filter} per la

camera WFC3 sono tabulati sulla pagina web dello STScI⁴, mentre gli zero point per la camera ACS vengono calcolati in base alla data delle osservazioni, al canale e al filtro utilizzati nella pagina <https://acszeropoints.stsci.edu/>.

Per ottenere $AP_{r,\infty}^{drc}(\lambda)$ bisogna scegliere una raggio r appropriato col quale misurare la fotometria stellare nelle immagini `_drc` e poi applicare la correzione d'apertura adatta al filtro usato. Più grande sarà il raggio dell'apertura utilizzata e meglio la correzione d'apertura sarà vincolata. Ma d'altra parte in un ambiente molto popolato come il centro di un ammasso globulare, una raggio d'apertura più piccolo aiuterà a minimizzare la contaminazione di luce da parte di stelle vicine.

In pratica ho creato delle immagini stack `_drc` (riscalate ad 1 secondo) in ogni cartella dei vari filtri. Dopo ho fatto la fotometria di apertura sull'immagine `_drc` usando un determinato raggio di apertura r . Così facendo ho ottenuto un catalogo per ogni filtro contenente le posizioni delle stelle con la loro magnitudine calcolata dalla fotometria d'apertura.

La fase successiva è quella del calcolo delle magnitudini calibrate CAL_{filter} . Per farlo ho usato una macro da me scritta, in cui ho utilizzato gli zero point trovati sulla pagina web di STScI e la formula

$$\Delta mag = AP_{r,\infty}^{drc}(\lambda) - INSTR_{filter}^{flc} = -2.5 \times \log \left(\frac{1}{EEC} \right)$$

dove col termine *EEC* si intende l'“*encircled energy correction*”, che è la correzione da applicare al flusso della stella calcolato con la fotometria d'apertura con raggio diverso dall'infinito. Per un raggio infinito il flusso sarebbe pari ad 1 ma per un raggio minore la frazione è minore. Per le immagini acquisite con la camera ACS i valori dell'EEC si possono trovare nella tabella 2.9, mentre per i dati acquisiti con la camera WFC3 serve fare un'interpolazione lineare tra due valori del raggio d'apertura e due valori di lunghezza d'onda (ho utilizzato i valori riportati in tabella 2.16 per i dati UVIS).

Tabella 2.9: *Encircled Energy Correction per la camera ACS. Tabella da (Bohlin (2016)).*

Filter	1 pix	2 pix	3 pix	4 pix	5 pix	6 pix	7 pix	8 pix	9 pix	10 pix	20 pix	40 pix
F435W	0.330	0.663	0.792	0.839	0.863	0.877	0.887	0.895	0.902	0.907	0.941	0.979
F475W	0.329	0.670	0.794	0.842	0.868	0.883	0.893	0.901	0.907	0.912	0.944	0.979
F502N	0.328	0.670	0.794	0.842	0.869	0.884	0.894	0.902	0.909	0.914	0.945	0.978
F555W	0.328	0.668	0.794	0.841	0.868	0.885	0.895	0.903	0.910	0.915	0.946	0.977
F550M	0.328	0.666	0.794	0.840	0.867	0.885	0.896	0.904	0.910	0.915	0.947	0.976
F606W	0.328	0.661	0.795	0.839	0.866	0.885	0.896	0.904	0.910	0.916	0.947	0.975
F625W	0.330	0.655	0.795	0.838	0.864	0.884	0.896	0.904	0.911	0.916	0.948	0.974
F658N	0.331	0.651	0.794	0.838	0.863	0.883	0.896	0.904	0.911	0.916	0.948	0.973
F660N	0.331	0.650	0.794	0.838	0.863	0.883	0.896	0.904	0.911	0.916	0.948	0.973
F775W	0.329	0.625	0.783	0.836	0.858	0.877	0.894	0.904	0.910	0.916	0.949	0.972
F814W	0.322	0.611	0.770	0.830	0.853	0.871	0.889	0.901	0.908	0.914	0.949	0.972
F892N	0.278	0.546	0.705	0.787	0.818	0.840	0.860	0.877	0.889	0.897	0.942	0.970
F850LP	0.268	0.532	0.690	0.776	0.810	0.833	0.853	0.871	0.884	0.893	0.940	0.970

Per trovare il miglior valore del raggio d'apertura nel campo di NGC 6723, ho misurato la fotometria d'apertura delle immagini `_drc` usando diversi valori di aperture: per le immagini

⁴http://www.stsci.edu/hst/wfc3/phot_zp_lbn.

Figura 2.16: EEC per i dati UVIS. Le colonne rappresentano la lunghezza d'onda in μm e le righe sono le varie aperture date in arcosecondi (Hartig 2009).

$\lambda(\mu)$:	0.2	0.3	0.4	0.5	0.6	0.7	0.8	0.9	1.0	1.1
0.10	0.660	0.739	0.754	0.745	0.720	0.687	0.650	0.623	0.612	0.605
0.15	0.717	0.793	0.823	0.834	0.832	0.823	0.807	0.778	0.742	0.699
0.20	0.752	0.822	0.845	0.859	0.859	0.857	0.853	0.847	0.844	0.829
0.25	0.781	0.844	0.864	0.875	0.877	0.874	0.870	0.867	0.868	0.864
0.30	0.802	0.858	0.880	0.888	0.890	0.889	0.883	0.879	0.879	0.876
0.40	0.831	0.880	0.899	0.911	0.910	0.907	0.906	0.904	0.900	0.894
0.50	0.861	0.894	0.912	0.923	0.925	0.923	0.918	0.915	0.918	0.917
0.60	0.884	0.906	0.922	0.932	0.934	0.933	0.931	0.927	0.927	0.923
0.80	0.936	0.928	0.936	0.944	0.947	0.946	0.945	0.942	0.944	0.942
1.00	0.967	0.946	0.948	0.954	0.955	0.955	0.955	0.952	0.955	0.952
1.50	0.989	0.984	0.973	0.970	0.970	0.969	0.967	0.966	0.970	0.968
2.00	0.994	0.992	0.989	0.985	0.980	0.977	0.976	0.975	0.978	0.976

UVIS ho utilizzato 0.10, 0.15, 0.20, 0.25, 0.30 e 0.40 arcsecond, mentre per le immagini WFC ho utilizzato i valori 1, 2, 3, 4, 5, 7 e 10 pixel.

Infine ho stampato un catalogo (per ogni filtro) nominato *drzxxx.xym* con le posizioni delle stelle e la loro magnitudine calibrata nel sistema fotometrico VEGAmag.

Al fine di poter calcolare gli errori fotometrici (RMS) e poter scegliere il miglior valore del raggio d'apertura, ho dovuto indicizzare i due cataloghi allo stesso modo col programma *xym1mat*, lanciando i due comandi:

- `xym1mat.e "obsxxx.xym(*,-99:-11)" "drzxxx.xym(*,-10:-19)" mat x lnk 10 1.`
- `xym1mat.e "obsxxx.xym(*,-13:-10)" "drzxxx.xym(*,-10:-19)" mat x lnk 10 1.`

Dopo aver così indicizzato i due cataloghi allo stesso modo, ho potuto calcolare la media delle differenze tra la fotometria di PSF e quella di apertura e l'RMS associato per ogni filtro e per ogni apertura. Per ogni filtro ho trovato il valore migliore per il raggio d'apertura da utilizzare e il valore dello zero point da applicare alle magnitudini strumentali per convertirle nel sistema fotometrico VEGAmag (figura 2.17) e concludendo la fase di calibrazione.

2.4.2 Reddening differenziale

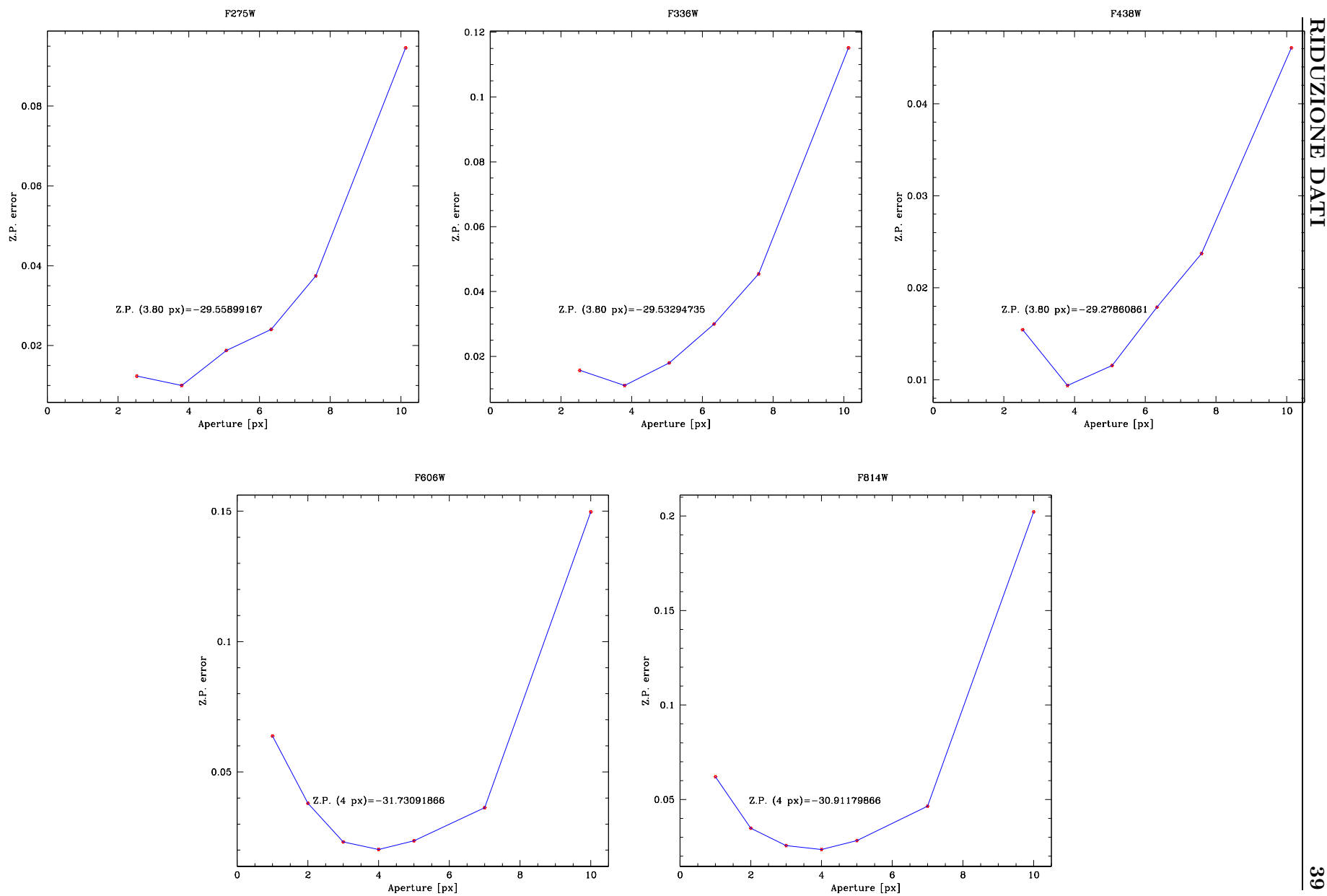
L'eccesso di colore di NGC 6723 è relativamente limitato cioè $E(B - V) = 0.05$ (Harris 1996, aggiornato nel 2010). Correggere la fotometria per reddening differenziale risulta essere molto importante ed è un passo cruciale per andare a studiare le popolazioni stellari multiple negli ammassi, in quanto questo effetto potrebbe allargare i CMD andando ad influire sull'analisi. A questo scopo ho utilizzato la procedura descritta in Milone et al. 2012b (sezione 3).

Secondo questa procedura si trova la retta di reddening e si stabilisce un sistema fotometrico di riferimento che abbia le ascisse parallele alla retta di reddening. Per trovare la direzione della retta di reddening viene usata la formula

$$R_V = \frac{A_V}{E(B - V)}$$

dove $A(F275W) = 6.3828 E(B - V)$, $A(F336W) = 5.1002 E(B - V)$, $A(F438W) = 4.1818 E(B - V)$, $A(F606W) = 2.809 E(B - V)$ e $A(F814W) = 1.825 E(B - V)$. Per stabilire questo sistema si usa come centro degli assi un punto arbitrario, vicino al turno-off della main sequence (MSTO). Successivamente si ruota in senso antiorario tale sistema di riferimento. D'ora in poi

Figura 2.17: Grafici errori dello Z.P. vs. raggio d'apertura per ogni filtro.



per semplicità verranno chiamate X' le ascisse del sistema di riferimento ruotato e Y' le ordinate dello stesso. A questo punto si eseguono delle iterazioni che prevedono i seguenti passi:

1. Vengono generate delle fiducial line: si selezionano le stelle dell'ammasso lungo la main sequence (MS), il sub giant branch (SGB) e il red giant branch (RGB). Questo campione di stelle viene diviso in N *bindimag* (N *bindimag* = 21). Per ogni bin viene calcolata la X' mediana (non la media perchè con la mediana i risultati sono meno soggetti all'influenza di punti outlier) che viene associata ad una Y' mediana delle stelle nel bin. Viene derivata una fiducial line tramite l'impiego di una spline cubica.
2. Per ogni stella viene calcolata la distanza delle N stelle più vicine dalla fiducial line lungo la direzione del reddening ($\Delta X'$).
3. Vengono selezionate solo stelle lungo l'SGB, o le stelle brillanti della MS e quelle più deboli del RGB perchè l'angolo tra la linea di reddening e la fiducial line è quasi di 90° e lo spostamento in colore e magnitudine dovuto al reddening differenziale può essere separato e riconosciuto rispetto allo spostamento casuale dovuto agli errori fotometrici. Queste stelle vengono considerate come stelle di riferimento per stimare le variazioni del reddening.
4. Come reddening differenziale per una stella viene presa la mediana di queste distanze (mediana di $\Delta X'$), mentre l'incertezza viene calcolata come il 68.27th percentile delle N distanze divise per la radice quadrata di $N - 1$.

Dopo aver sottratto la mediana di $\Delta X'$ all'ascissa di ogni stella del CMD ruotato, si ottiene un CMD migliorato che verrà utilizzato per trovare una selezione di stelle di riferimento più accurata e derivare così una fiducial line molto migliore. Dopo il punto 4 si ricomincia l'iterazione. In questo caso le iterazioni in tutto sono state 3. Infine le ascisse e le ordinate corrette sono state trasformate in magnitudini.

Queste operazioni sono state eseguite per due set di colori: F336W-F814W e F275W-F606W. Una volta trovato il reddening differenziale per i vari filtri ho calcolato una media tra il reddening calcolato con il colore F275W-F606W, quello calcolato con F336W-F814W e ho corretto le magnitudini nei cataloghi. Tutto questo è stato fatto perchè le popolazioni stellari multiple portano ad un allargamento intrinseco delle sequenze. Per evitare di correggere tale allargamento ho usato due dataset differenti. Inoltre la correzione per reddening differenziale corregge anche le variazioni di zero point fotometrici di un dato filtro. Quindi per eliminare questa dipendenza uso la correzione di due dataset indipendenti. Riporto un grafico dove si può vedere un CMD (m_{F275W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$) prima e dopo la correzione per reddening differenziale e la mappa di reddening (figura 2.18).

2.4.3 Cataloghi finali

Il catalogo finale contiene tutte le stelle trovate e misurate nei passaggi precedenti. Ho astrometrizzato il catalogo trasformando le posizioni (x,y) in pixel, in (RA, DEC), usando un catalogo GAIA DRI (Gaia Collaboration 2016). Ho effettuato le selezioni delle stelle misurate meglio usando i parametri di q-fit e RMS come fatto da milone et al. (2012) (un esempio è riportato in figure 2.19). Il file finale è composto di 70308 righe (sorgenti) e 34 colonne:

- X e Y: le prime due colonne sono le posizioni in pixel delle stelle.
- m, sm, q-fit, o, f, g: per ogni filtro ci sono 5 valori: la magnitudine, gli RMS delle magnitudini, i q-fit, il parametro "o" (indica la quantità di flusso sottratta alla stella

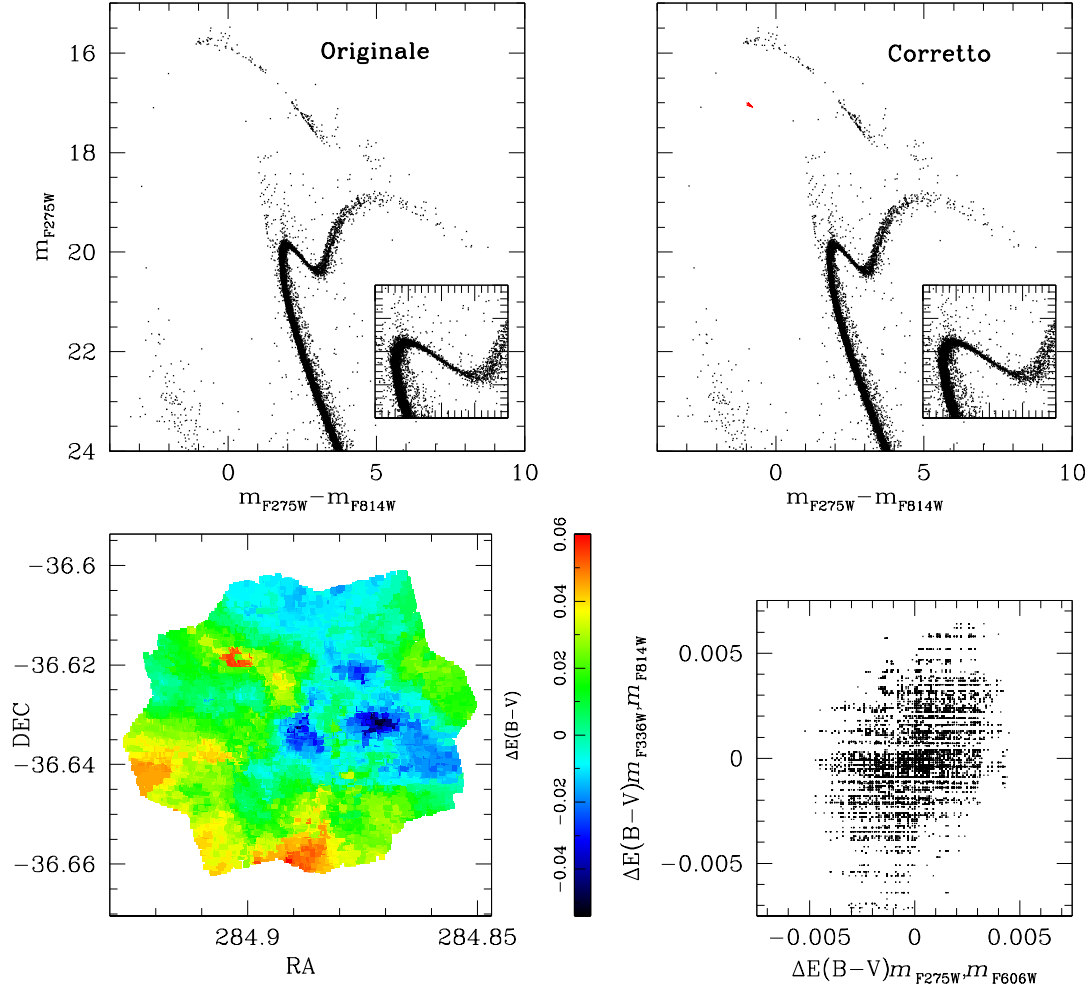


Figura 2.18: Diagrammi colore-magnitudine m_{F275W} vs $m_{F275W} - m_{F814W}$ non corretto per reddening differenziale (in alto a sinistra) e corretto (in alto a destra). Il vettore di reddening è indicato con una freccia rossa. In basso a sinistra un mappa del differential reddening medio. In basso a destra ci sono i valori di reddening differenziale dedotti da m_{F275W} vs. $m_{F275W} - m_{F606W}$ e da m_{F814W} vs. $m_{F336W} - m_{F814W}$.

target dovuto alla presenza di stelle vicine prima di poter essere misurata, divisa per il flusso della stella target), il parametro “f” che rappresenta il numero di immagini in cui la stella è stata trovata e il parametro “g” che rappresenta il numero di immagini in cui la stella è stata misurata bene.

- RA, DEC: le ultime colonne sono le coordinate delle stelle nel sistema di coordinate equatoriali a J2006.42.

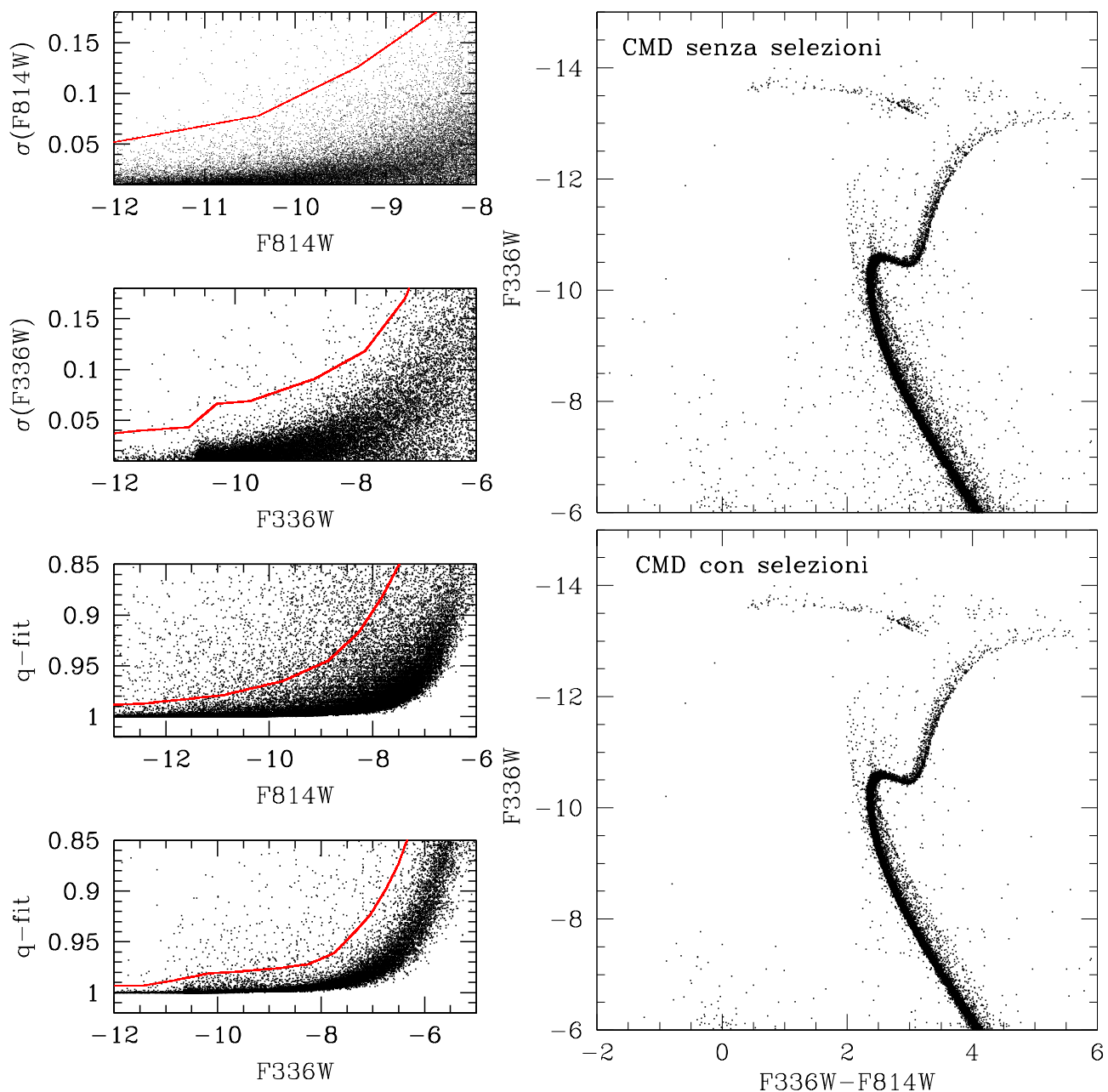


Figura 2.19: L'effetto delle selezioni basate sugli errori fotometrici e sui parametri q-fit nel CMD F336W vs. F336W-F814W. Le linee rosse nei grafici delle σ e q-fit in funzione della magnitudine, separano le stelle misurate bene da quelle misurate non altrettanto bene. Il CMD in basso a destra rappresenta le stelle che son state ben misurate rispetto a questi parametri. Le magnitudini in questi grafici sono espresse in magnitudini strumentali.

Capitolo 3

ANALISI

In questo capitolo verranno illustrati i risultati che ho ottenuto dopo aver ridotto i dati. Partendo dai vari CMDs prodotti con diverse combinazioni di filtri (utilizzando anche lo pseudo-colore), che risaltano la presenza di diverse popolazioni stellari, passando all'introduzione delle mappe cromosomiche le quali enfatizzano la separazione tra le popolazioni, fino a giungere ad un'analisi chimica basata su lavori spettroscopici presenti in letteratura.

3.1 Diagrammi Colore Magnitudine

I diagrammi colore magnitudine (CMD) sono uno strumento fondamentale per lo studio della fisica stellare, in grado di dare conferme o smentite alla teoria dell'evoluzione stellare per mezzo delle osservazioni. Mettere in relazione il colore di una stella (quindi la sua temperatura e composizione chimica) con la magnitudine, fornisce un ottimo strumento per lo studio astrofisico di questi oggetti. Nello studio delle popolazioni stellari multiple negli ammassi globulari, il telescopio spaziale *HST* risulta essere un eccezionale strumento e questo grazie anche alla sua ampia gamma di filtri con i quali è possibile osservare. Di particolare importanza sono i filtri UV i quali, utilizzati insieme a filtri nel visibile e nel vicino infrarosso, hanno permesso di ottenere dei CMDs in grado di svelare molte caratteristiche poco conosciute degli ammassi globulari e delle loro stelle fino alla fine degli anni '90. Questi filtri sono:

- **F275W**: nell'intervallo di lunghezze d'onda osservabili con questo filtro è visibile la banda molecolare dell'OH;
- **F336W**: nell'intervallo di lunghezze d'onda osservabili con questo filtro è visibile la banda molecolare dell'NH;
- **F438W**: nell'intervallo di lunghezze d'onda osservabili con questo filtro sono visibili le bande molecolari del CN e del CH;
- **F606W** e **F814W**: infine questi filtri sono sensibili alla temperatura della stella che è direttamente collegata all'abbondanza di elio presente in essa.

Un'appropriata combinazione di questi filtri permette di realizzare diagrammi colore-magnitudine molto efficaci ad identificare e separare diverse popolazioni stellari negli ammassi globulari. Viceversa, una combinazione non mirata di questi filtri, può dare come risultato dei CMDs che all'apparenza non mostrano niente di significativo o diverso rispetto alla visione che si aveva fino a qualche decennio fa: gli ammassi globulari erano considerati come un classico esempio

di singola popolazione stellare, composta da stelle nate nello stesso momento e con la stessa composizione chimica (figura 3.1).

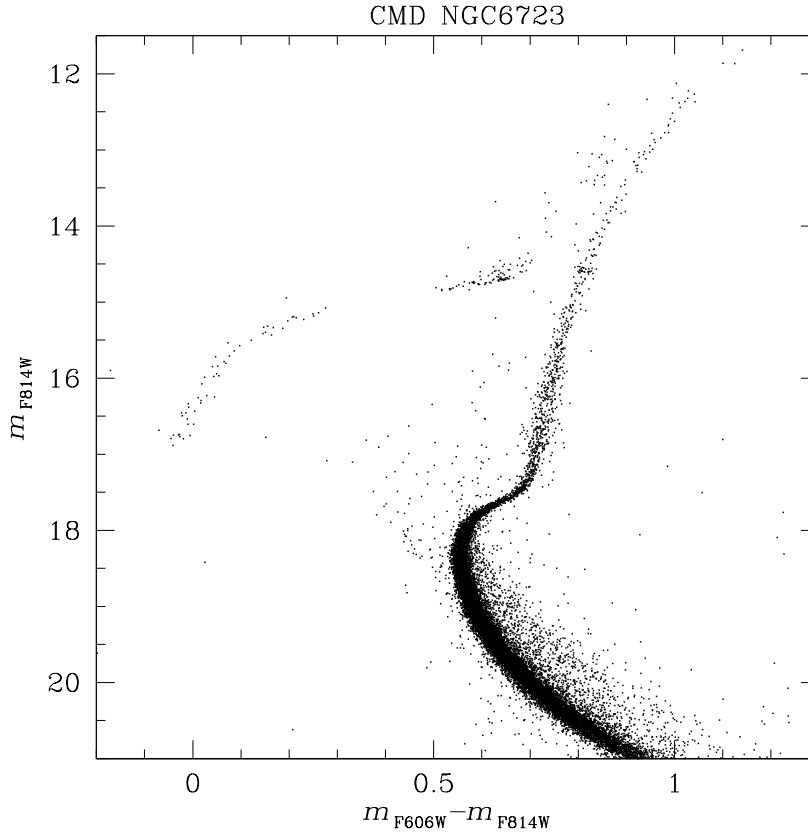


Figura 3.1: Diagramma colore magnitudine di NGC 6723: m_{F814W} vs. $m_{F606W} - m_{F814W}$.

Dopo aver ridotto i dati HST ho costruito vari CMDs tenendo conto delle selezioni fatte sui parametri di qualità nella fase di riduzione dati (figura 2.19) e i risultati così ottenuti sono stati corretti per reddening differenziale. Si nota che a differenza dei CMDs con indice di colore basato su filtri ottici, dove si vedeva un'unica sequenza lungo tutto il CMD, in CMDs con combinazione di filtri UV e ottici si nota un allargamento nelle varie sequenze lungo questi diagrammi (figura 3.2). Questo significa che l'ammasso non è composto da una singola popolazione di stelle, ma che ce n'è più d'una. La separazione tra le popolazioni è dovuta alla diversa composizione chimica tra la prima e la seconda generazione di stelle: la prima generazione è ricca di elementi come il carbonio e l'ossigeno e risulta essere povera in elementi come il sodio, l'azoto e l'alluminio. Mentre la seconda generazione presenta delle abbondanze chimiche opposte rispetto alla prima generazione, quindi povera in ossigeno, carbonio e ricca in sodio, azoto, alluminio e anche elio. Questi elementi derivano da processi di fusione nucleare avvenuti ad alte temperature come il ciclo del CNO (Piotto et al. 2015). Queste caratteristiche chimiche rendono possibile la separazione delle varie generazioni di stelle nei CMDs: la prima generazione risulta essere più blu nel colore F336W-F438W, mentre è più rossa nel colore F275W-F336W rispetto alla seconda generazione di stelle.

Utilizzando proprio questi due colori Milone et al. (2013) hanno introdotto un nuovo indice di colore, detto *pseudo-colore*, il quale altro non è che la differenza tra i due colori citati: $C_{F275W,F336W,F438W} = (m_{F275W} - m_{F336W}) - (m_{F336W} - m_{F438W})$. Questo indice di colore ha la capacità di massimizzare la separazione tra le sequenze delle diverse popolazioni stellari lungo

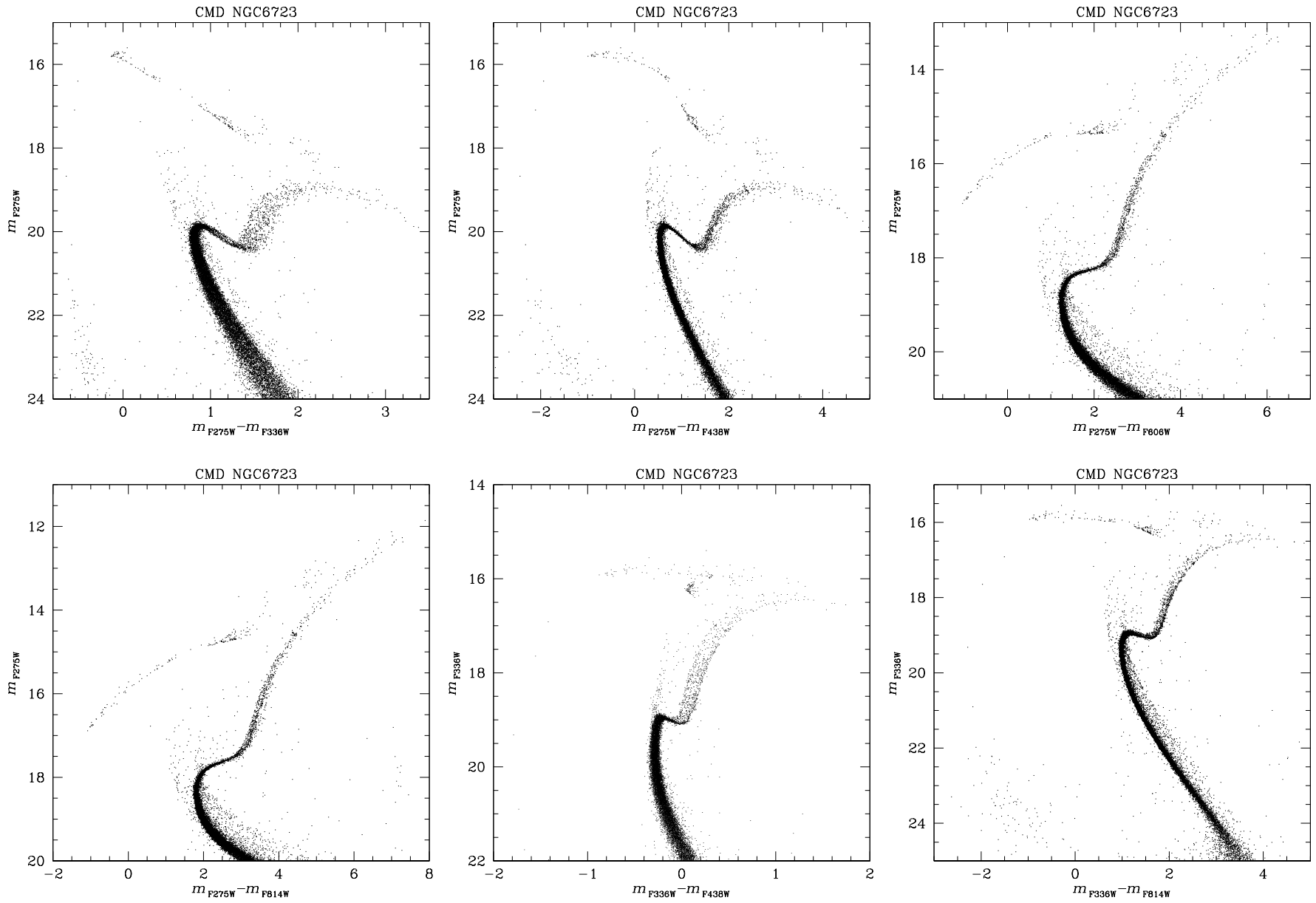


Figura 3.2: Diagrammi colore magnitudine di NGC 6723 in diversi colori.

tutto il CMD (in questo caso *pseudo-CMD*: magnitudine vs. pseudo-colore), dalla sequenza principale, passando per il sub-giant branch, fino al RGB e all'asymptotic-giant branch (AGB). Tutto ciò deriva dal fatto che lo pseudo-colore enfatizza le virtù di entrambi gli indici di colore $F336W-F438W$ e $F275W-F336W$. In figura 3.3 si può vedere come vengano bene evidenziate le sequenze delle diverse popolazioni stellari di NGC 6723 lungo tutto lo pseudo-CMD.

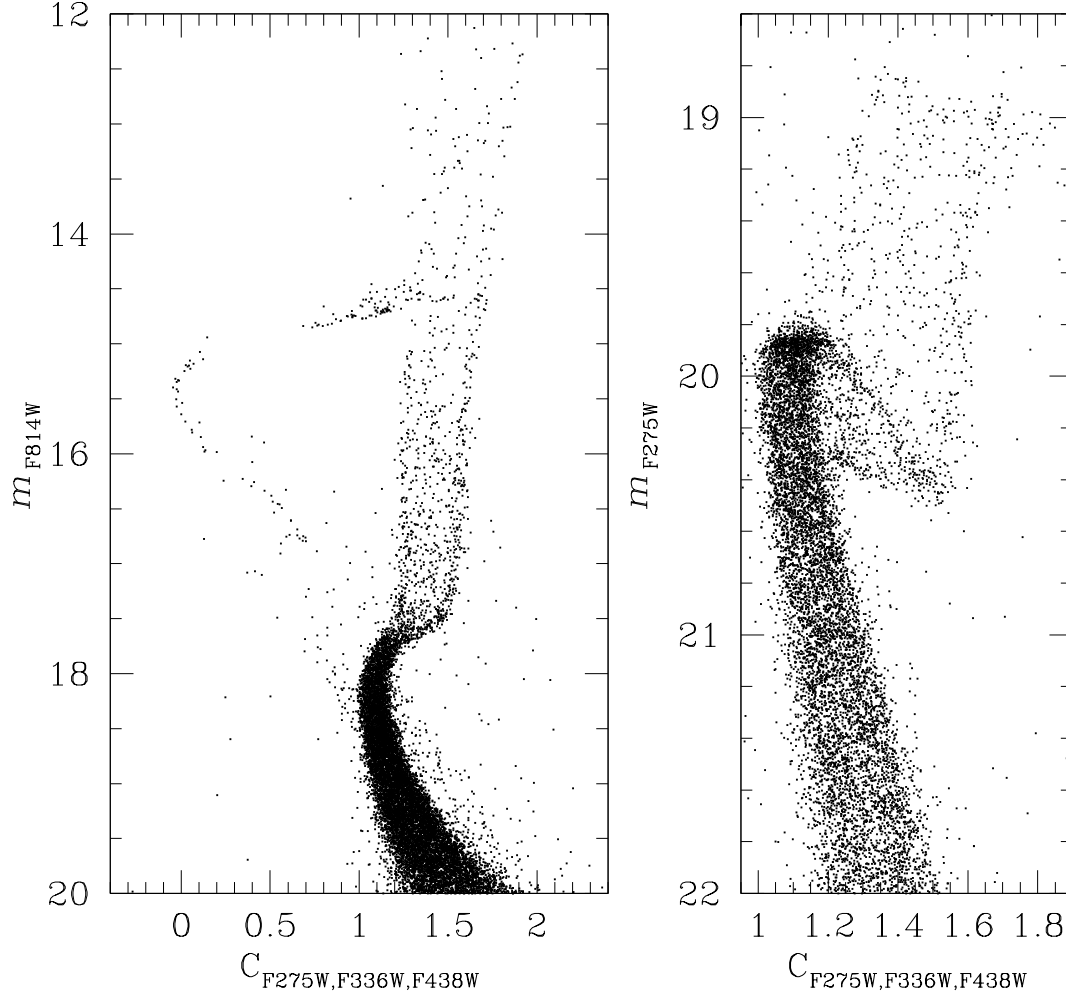


Figura 3.3: Diagrammi pseudo-colore magnitudine di NGC 6723: a sinistra m_{F814W} vs. $C_{F275W,F336W,F438W}$ e a destra m_{F275W} vs. $C_{F275W,F336W,F438W}$.

Si nota già a partire dalle magnitudini più elevate che la sequenza principale si divide in almeno due distinte popolazioni e proseguendo a magnitudini inferiori si vede molto bene come il red giant branch (RGB) si divida in una moltitudine di sequenze ben separate. Nello pseudo-CMD m_{F275W} vs. $C_{F275W,F336W,F438W}$ si vede molto bene pure che il sub-giant branch si separa in una serie di sequenze ben distinte. Per riuscire a separare le due generazioni principali di stelle ho fatto delle selezioni nella varie parti del CMD m_{F606W} vs. $m_{F606W} - m_{F814W}$: cioè ho selezionato le stelle di RGB comprese in un certo intervallo di magnitudini e di colore imponendo le condizioni sulle selezioni trovate in precedenza e ho provveduto a selezionare nello stesso modo le stelle di sub-giant branch e di sequenza principale, imponendo ovviamente degli intervalli di

magnitudine e di colore appropriati. Con queste selezioni ho costruito dei diagrammi colore-colore in $m_{F336W} - m_{F438W}$ vs. $m_{F275W} - m_{F336W}$ (pannelli centrali della figura 3.4)

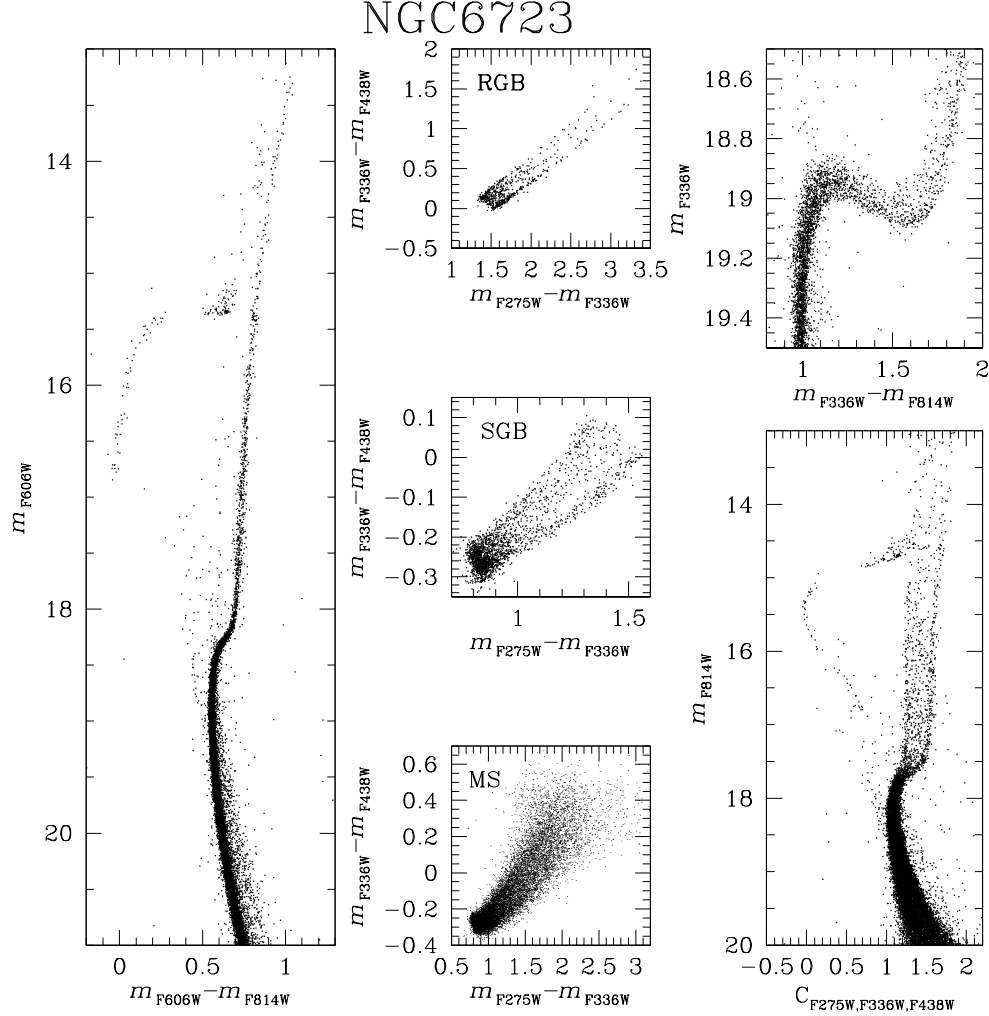


Figura 3.4: Panoramica sulle popolazioni stellari multiple di NGC 6723. A sinistra CMD m_{F606W} vs. m_{F606W} vs. m_{F814W} di NGC 6723. In centro sono disposti, dal basso in alto, i diagrammi colore-colore $m_{F336W} - m_{F438W}$ vs. $m_{F275W} - m_{F336W}$ della sequenza principale, del sub-giant branch e del RGB. A destra in alto il CMD m_{F336W} vs. $m_{F336W} - m_{F814W}$ del sub-giant branch e in basso a destra lo pseudo-CMD di m_{F814W} vs. $C_{F275W, F336W, F438W}$ NGC 6723.

coi quali ho creato delle ulteriori selezioni: sfruttando la capacità dei diagrammi due colori di riuscire a separare bene la prima dalla seconda generazione (come si vede bene dalla figura 3.4) ho provveduto a selezionare e separare queste due generazioni. Infine con queste selezioni ho rimappato le due generazioni nei CMDs m_{F275W} vs. $m_{F275W} - m_{F336W}$ e m_{F336W} vs. $m_{F336W} - m_{F438W}$ (figura 3.5).

Come detto in precedenza si vede che la prima generazione (in magenta) è più blu nel colore F336W-F438W e più rossa nel colore F275W-F336W rispetto alla seconda generazione (in verde), confermando la visione secondo la quale la seconda generazione di stelle è stata arricchita da elementi chimici prodotti dal bruciamento dell'idrogeno attraverso il ciclo CNO.

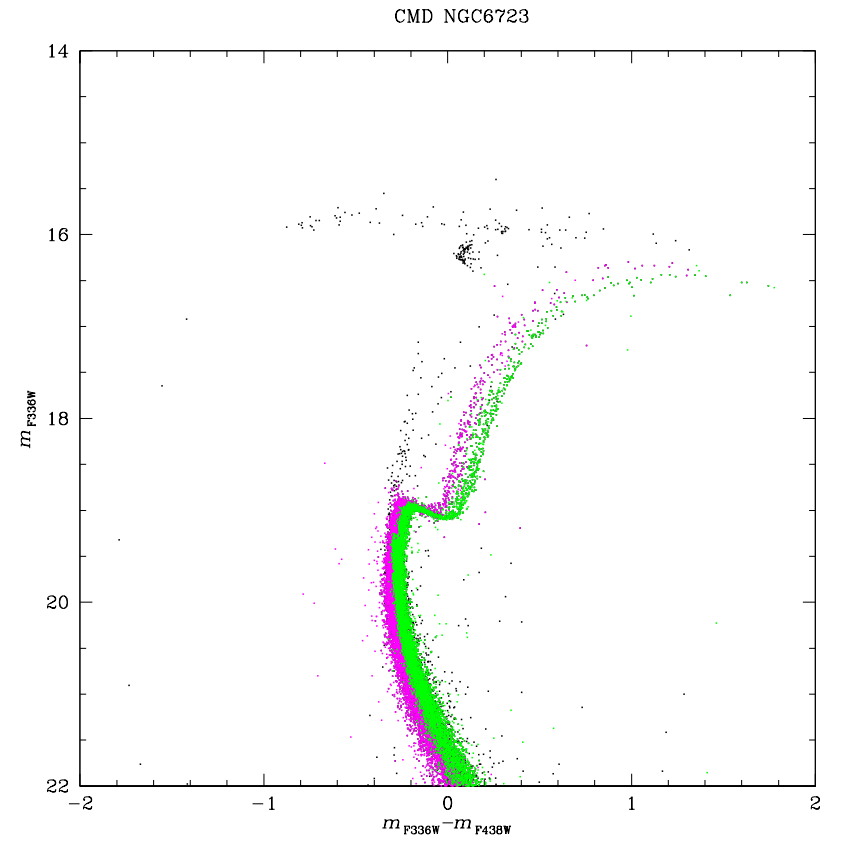
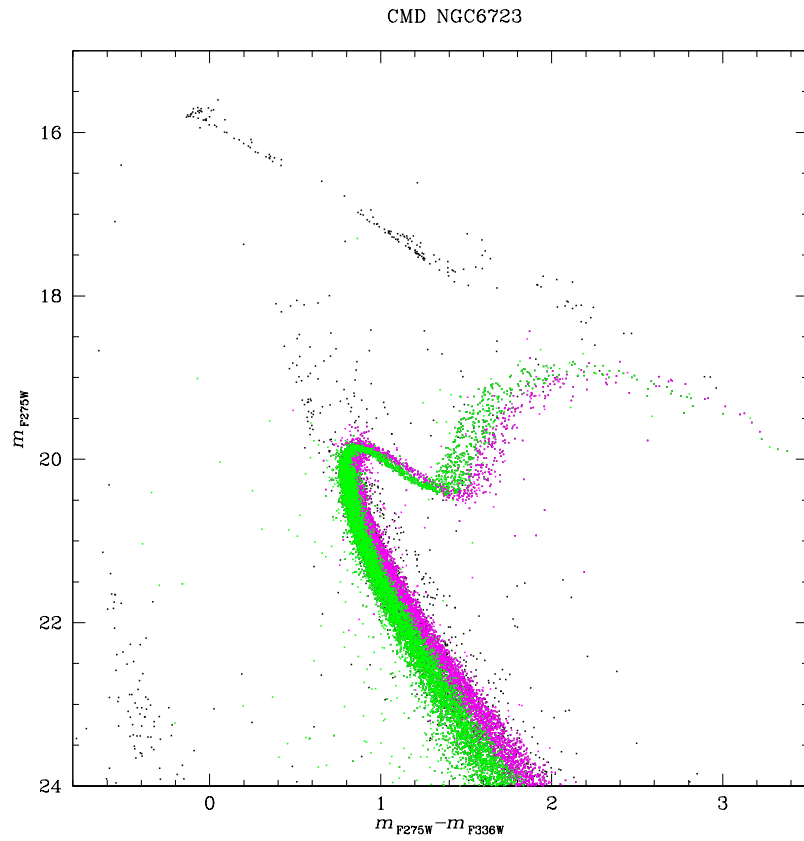


Figura 3.5: A sinistra il CMD m_{F275W} vs. $m_{F275W} - m_{F336W}$ e a destra il CMD m_{F336W} vs. $m_{F336W} - m_{F438W}$ di NGC 6723. In magenta è evidenziata la prima generazione e in verde la seconda generazione.

3.2 Mappa Cromosomica

Al fine di riuscire a identificare in modo chiaro la prima generazione di stelle dalla seconda, ho sfruttato le proprietà degli indici di colore e di pseudo-colore ottenuti dalla combinazione dei filtri nell’ultra-violetto e nel visibile di HST, descritti in precedenza. In pratica misurando la larghezza intrinseca del RGB nel colore $m_{F275W} - m_{F814W}$ e nello pseudo colore $C_{F275W,F336W,F438W}$ è possibile costruire la cosiddetta *mappa cromosomica*, che verrà usata nell’analisi delle diverse popolazioni di stelle di RGB di NGC 6723. Per costruire questa mappa cromosomica ho seguito la procedura descritta in Milone et al. (2017).

In questa procedura si sfrutta l’allargamento in colore del RGB nello pseudo-CMD m_{F814W} vs. $C_{F275W,F336W,F438W}$ (figura 3.3). Tale allargamento è dovuto alla presenza di popolazioni stellari e non solamente ad errori fotometrici, infatti la larghezza osservata risulta essere molto superiore a quella che ci si aspetta da errori fotometrici su una singola popolazione stellare. Tale procedura è illustrata in figura 3.6. Ho iniziato col dividere l’RGB in *bin* di magnitudine in F814W di ampiezza pari a 0.5 per l’RGB del CMD m_{F814W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$ e di ampiezza pari a 0.3 nello pseudo-CMD. Questi bin a loro volta sono stati suddivisi in *subbin*: fino al bump del RGB il numero di subbin=4, mentre per magnitudini più elevate del bump del RGB il numero di subbin=1. Questa distinzione è dovuta al fatto che oltre il bump del RGB ci sono poche stelle e utilizzando i valori di bin e subbin usati nella parte inferiore del RGB si trovano difficoltà nel riuscire ad ottenere delle fiducial line regolari che riescano a seguire correttamente l’andamento del RGB. Per ogni bin di magnitudine in F814W sono stati calcolati il 4th e il 96th percentile della distribuzione nel colore $m_{F275W} - m_{F814W}$ e nello pseudo-colore $C_{F275W,F336W,F438W}$, ai quali per ogni bin è stata associata la magnitudine media in F814W delle stelle di RGB. Questi punti sono stati rappresentati con un’interpolazione lineare e ho così ottenuto i bordi del RGB (linea blu e linea rossa nei pannelli a sinistra della figura 3.6). Ho calcolato la larghezza osservata $W_{C_{F275W,F336W,F438W}}^{obs}$ del RGB misurandola a 2.0 magnitudini in F814W sopra il turn-off della main sequence (MS) ($m_{F814W}^{TO} = 18.32$): questa larghezza è la differenza tra lo pseudo colore della fiducial line rossa e blu. L’errore ($\sigma_{W_{F275W,F814W}}$ e $\sigma_{W_{C_{F275W,F336W,F438W}}}$) della misura della larghezza del RGB è dato dall’intero del 68.27th percentile della distribuzione degli scarti. Dunque la larghezza osservata del RGB è in parte intrinseca e in parte dovuta agli errori. La larghezza intrinseca è calcolata sottraendo in quadratura gli errori alla larghezza osservata, includendo negli errori la correzione per reddening differenziale.

$$W_{C_{F275W,F336W,F438W}} = \sqrt{(W_{C_{F275W,F336W,F438W}}^{obs})^2 - (\sigma_{W_{C_{F275W,F336W,F438W}}})^2} \quad (3.1)$$

$$W_{F275W,F} = \sqrt{(W_{F275W,F814W}^{obs})^2 - (\sigma_{W_{F275W,F814W}})^2} \quad (3.2)$$

Nel mio caso la correzione per reddening differenziale è trascurabile.

Per ottenere la mappa cromosomica ho utilizzato le larghezze intrinsece ottenute da entrambi i CMDs: ho verticalizzato i due diagrammi in modo che le fiducial line blu e rossa diventassero due linee verticali, cioè calcolando per ogni stella:

$$\Delta_{F275W,F814W} = W_{F275W,F814W} \frac{X - X_{fiducialR}}{X_{fiducialR} - X_{fiducialB}} \quad (3.3)$$

$$\Delta_{C_{F275W,F336W,F438W}} = W_{C_{F275W,F336W,F438W}} \frac{Y_{fiducialR} - Y}{Y_{fiducialR} - Y_{fiducialB}} \quad (3.4)$$

dove $X = (m_{F275W} - m_{F814W})$ e $Y = C_{F275W,F336W,F438W}$.

NGC 6723

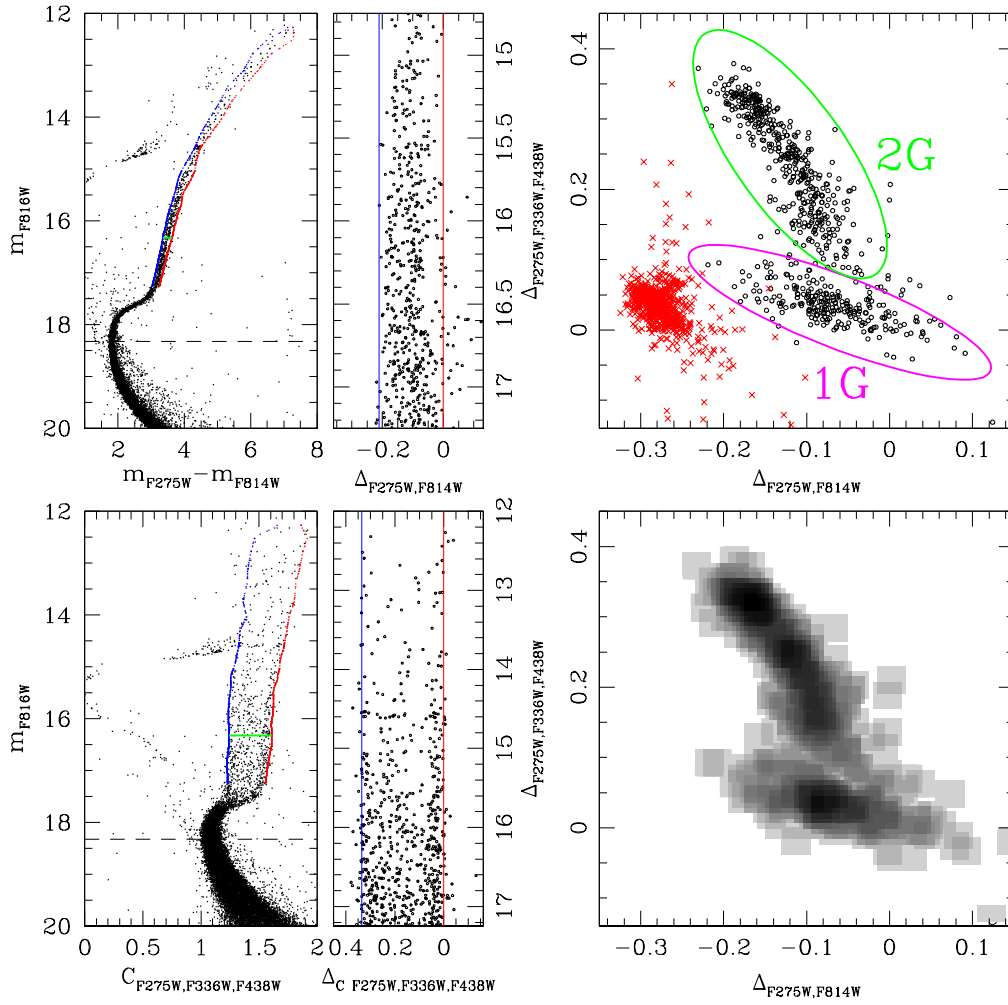


Figura 3.6: In questa figura viene schematizzato il procedimento per ottenere la mappa cromosomica di NGC 6723. In alto a sinistra si vede il CMD m_{F814W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$: la linea tratteggiata è posta alla magnitudine m_{F814W} del punto di turn-off della sequenza principale, mentre la linea verde è posta a 2.0 magnitudini sopra tale punto, dove viene misurata la larghezza in colore del RGB. La stessa cosa viene rappresentata nel pannello in basso a sinistra solo che è riferita allo pseudo CMD m_{F814W} vs. $C_{F275W,F336W,F438W}$. In questi grafici sono disegnati i bordi (rosso e blu) del RGB. Nei pannelli centrali si vedono i diagrammi m_{F814W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$ e m_{F814W} vs. $C_{F275W,F336W,F438W}$ verticalizzati del RGB, dove le linee rossa e blu sono i bordi del RGB verticalizzati. In alto a destra si vede la mappa cromosomica delle stelle di RGB selezionate e in rosso sono riportate le distribuzioni attese dagli errori fotometrici. In basso a destra è riportato il diagramma di Hess relativo alla mappa cromosomica.

La mappa cromosomica è il grafico $\Delta_{C_{F275W,F336W,F438W}}$ versus $\Delta_{F275W,F814W}$ come si vede dai pannelli a destra della figura 3.6.

Per ottenere gli errori fotometrici si procede nello stesso identico modo descritto sopra con l'unica differenza che al posto dell'indice di colore si utilizzano gli errori $\sigma_{W_{F275W,F814W}}$ e $\sigma_{W_{C_{F275W,F336W,F438W}}}$.

Osservando la mappa cromosomica ottenuta si nota che le stelle sono distribuite principalmente in due gruppi che ho chiamato prima generazione e seconda generazione (vedi figura 3.6).

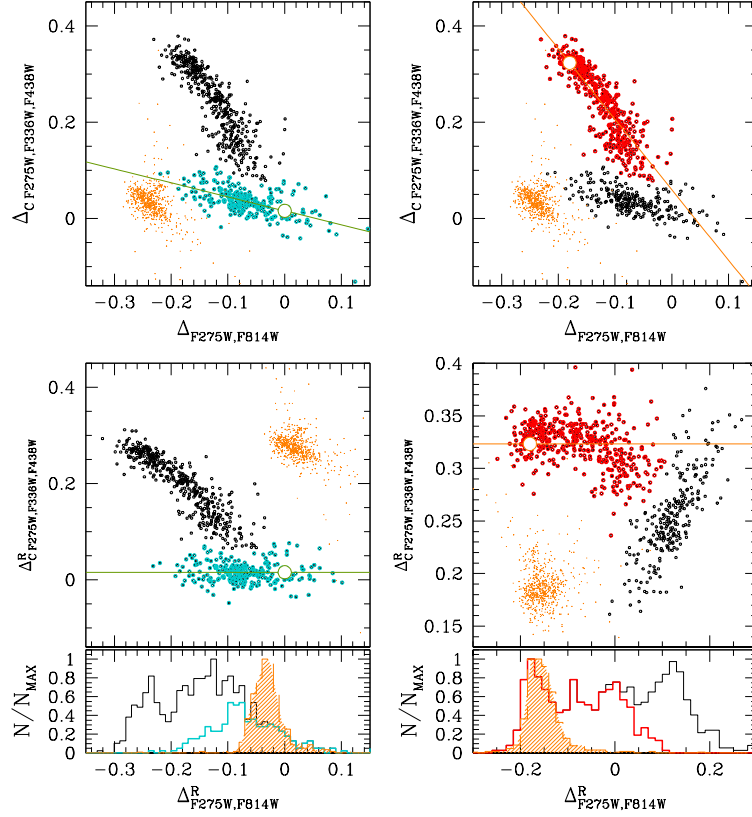


Figura 3.7: In alto a sinistra si vede la mappa cromosomica di NGC 6723 con evidenziate in azzurro le stelle appartenenti alla prima generazione e in arancione sono rappresentati gli errori fotometrici. In basso a sinistra è rappresentata la stessa mappa cromosomica ruotata in senso antiorario attorno al punto evidenziato dal cerchio verde. Si sono infine rappresentati gli istogrammi normalizzati lungo l'asse $\Delta_{F275W,F814W}^R$: in nero sono rappresentate tutte le stelle di RGB, in azzurro solo quelle della prima generazione e in arancione è rappresentata la distribuzione degli errori. I pannelli a destra sono l'equivalente di quanto già detto, solo che valgono per le stelle di seconda generazione.

Successivamente ho compiuto delle selezioni in cui ho separato la prima generazione di stelle dalla seconda. Una volta fatto questo ho ruotato la mappa cromosomica in senso antiorario di modo che la retta che interpola la prima generazione diventasse parallela all'asse delle ascisse. Infine ho fatto l'istogramma normalizzato delle stelle di tutto l'RGB (in nero), della prima generazione (in azzurro) e degli errori fotometrici (in arancione). La stessa cosa l'ho fatta per le stelle di seconda generazione (in rosso nei pannelli a destra della figura 3.7). Si può notare come l'estensione in $\Delta_{CF275W,F336W,F438W}$ e in $\Delta_{F275W,F814W}$, della seconda generazione e della prima generazione di stelle, sia notevolmente maggiore degli errori fotometrici. Questo mi permette di dire che la seconda generazione di stelle di NGC 6723 è formata da tre popolazioni stellari distinte, mentre la prima generazione di stelle di NGC 6723 è formata da almeno due diverse popolazioni stellari, dimostrando che le stelle dell'ammasso non sono chimicamente omogenee.

3.3 Re-mapping

Dall'analisi della mappa cromosomica appare evidente che NGC 6723 sia composto da almeno 5 diverse popolazioni stellari. Come verifica ho utilizzato una routine che si basa su una statistica

kmeans clustering: l'algoritmo K-means è un algoritmo di clustering partizionale che permette di suddividere un insieme di oggetti in K gruppi sulla base dei loro attributi, il cui obiettivo è determinare i K gruppi di dati generati da distribuzioni gaussiane. In pratica in input questo programma riceve il numero di popolazioni indipendenti che deve riuscire a trovare e in tutte le prove che ho svolto sono state identificate 5 diverse popolazioni, confermando da un punto di vista statistico quanto già ipotizzato. Con questa conferma statistica ho selezionato a mano in modo arbitrario (anche se poi i successivi test e l'analisi chimica confermeranno le popolazioni così selezionate) dalla mappa cromosomica le 5 diverse popolazioni (figura 3.8) stellari.

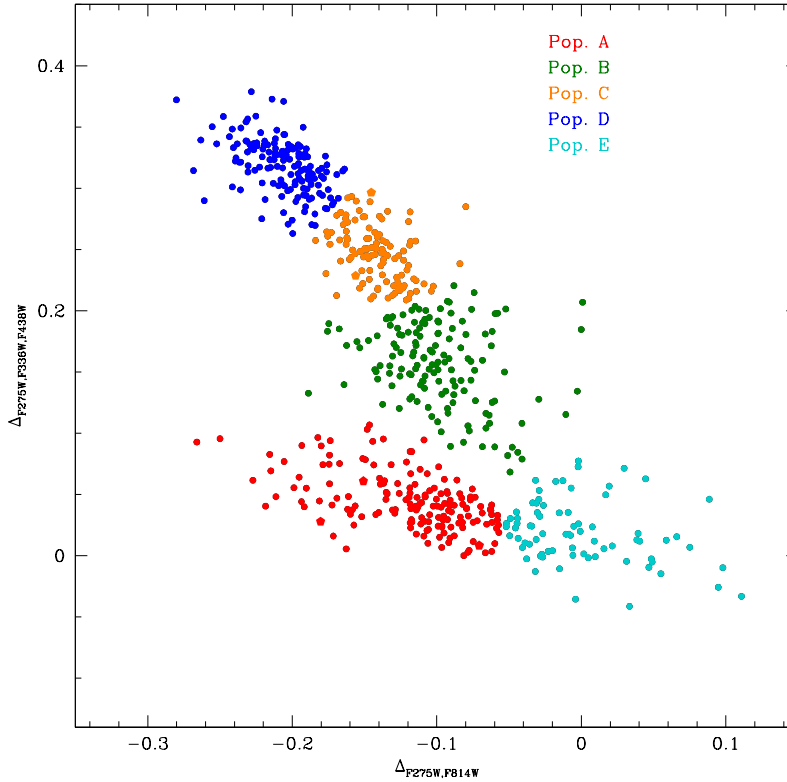


Figura 3.8: Mappa cromosomica di NGC 6723 con le distinte popolazioni stellari.

Ho controllato la distribuzione delle due diverse generazioni lungo l'RGB in diversi bin di magnitudine m_{F814W} (figure 3.9 e 3.10). Si nota che la distribuzione delle diverse generazioni di stelle non varia al variare della magnitudine, escludendo quindi l'esistenza di una relazione tra le diverse popolazioni e la magnitudine.

Infine ho costruito diversi CMDs in cui sono state ri-mappate le diverse popolazioni (figura 3.14): si osservano le diverse disposizioni assunte dalle sequenze delle varie popolazioni stellari rispetto alla popolazione A (prima generazione) presa come riferimento. Si osserva molto bene come la popolazione A e la popolazione B (di seconda generazione) rimangano sempre ben separate e si invertano di posizione passando dal colore $m_{F275W} - m_{F814W}$ al $m_{F336W} - m_{F814W}$ e da quest'ultimo passando al $m_{F438W} - m_{F814W}$. Come detto questo è dovuto alle diverse abbondanze di particolari elementi chimici: la prima generazione ha abbondanze di elementi di tipo primordiale, mentre le stelle di seconda generazione sono state arricchite di elementi prodotti dalla nucleo-sintesi dell'idrogeno attraverso il ciclo del CNO e quindi risultano essere più ricche in sodio, azoto, alluminio, elio e più povere in ossigeno e carbonio. Note le proprietà

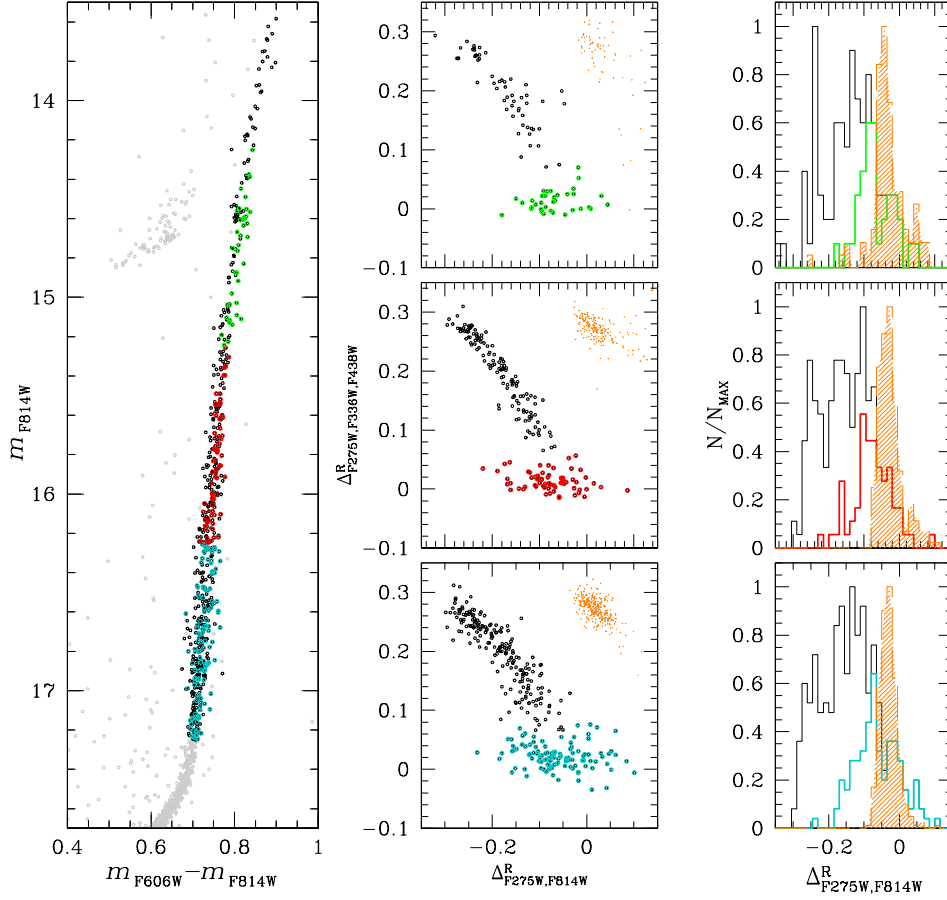


Figura 3.9: A sinistra il CMD m_{F814W} vs. $m_{F606W} - m_{F814W}$ del RGB con i bin in magnitudine in cui sono state selezionate le stelle di prima generazione. Nei pannelli centrali sono mostrate le mappe cromosomiche costruite con le stelle presenti nei bin di magnitudine selezionati, nelle quali sono state colorate le stelle di prima generazione. Nei pannelli a destra sono mostrati gli istogrammi: in nero sono rappresentate tutte le stelle di RGB, in arancione è rappresentata la distribuzione degli errori e con i colori del bin sono rappresentate le stelle di prima generazione.

dei filtri UV di HST, la seconda generazione di stelle risulta essere più blu in colore nei filtri F275W e F438W rispetto alla prima generazione. Si nota anche che la popolazione E risulta essere effettivamente indipendente dalla popolazione A dato che nei vari CMDs rimane sempre nettamente separata. Si capisce anche che viene confermata la sua appartenenza alla prima generazione dato che non si va mai ad invertire di posizione con la popolazione A. Infine si può vedere come le altre due popolazioni intermedie non si separino mai in maniera netta dalla popolazione A, tranne che nel colore $m_{F336W} - m_{F814W}$ dove tutte le popolazioni risultano ben distinguibili. Un'interpretazione a questo può essere trovata nel fatto che il filtro F336W è sensibile alla banda molecolare del NH: se è presente un'apprezzabile differenza nelle abbondanze dell'azoto tra le diverse popolazioni stellari, risulterà visibile in una separazione netta tra le popolazioni in questo CMD (m_{F814W} vs. $m_{F336W} - m_{F814W}$).

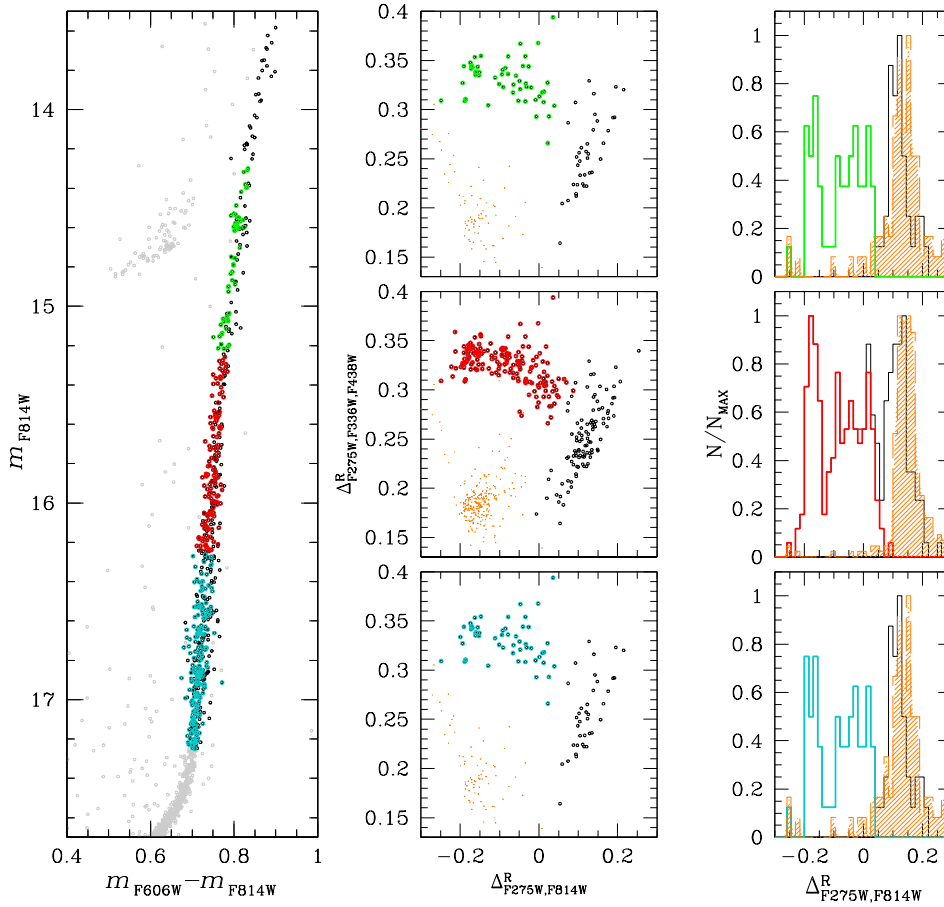


Figura 3.10: A sinistra il CMD m_{F814W} vs. $m_{F606W} - m_{F814W}$ del RGB con i bin in magnitudine in cui sono state selezionate le stelle di seconda generazione. Nei pannelli centrali sono mostrate le mappe cromosomiche costruite con le stelle presenti nei bin di magnitudine selezionati, nelle quali sono state colorate le stelle di seconda generazione. Nei pannelli a destra sono mostrati gli istogrammi: in nero sono rappresentate tutte le stelle di RGB, in arancione è rappresentata la distribuzione degli errori e con i colori del bin sono rappresentate le stelle di seconda generazione.

3.4 Chimica

Le indagini spettroscopiche riguardanti le stelle di RGB dell'ammasso NGC 6723 non sono molte in letteratura: Lim et al. (2016) e Rojas-Arriagada et al. (2016). Nel lavoro di Lim et al. (2016) gli autori hanno ottenuto i dati spettroscopici (CH) a bassa risoluzione con il telescopio duPont di 2.5 m dell'osservatorio Las Campanas, mentre i dati fotometrici a banda stretta (CN) sono stati ottenuti con il telescopio Blanco di 4 m al Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO). Nel campione di stelle di RGB studiate dagli autori sono presenti 31 stelle per le quali sono disponibili le abbondanze delle molecole CN e CH (figura 3.15). Dopo una cross-identificazione del loro campione con i miei cataloghi purtroppo solo una stella risulta essere presente nei miei dati. Questa stella presenta un'elevata abbondanza di carbonio (CH) associabile ad una stella di prima generazione. Infatti la sua posizione nella mappa cromosomica sembra rispettare questo vincolo chimico.

Nel lavoro di Rojas-Arriagada et al. (2016) gli autori hanno ottenuto spettri ad alta risoluzio-

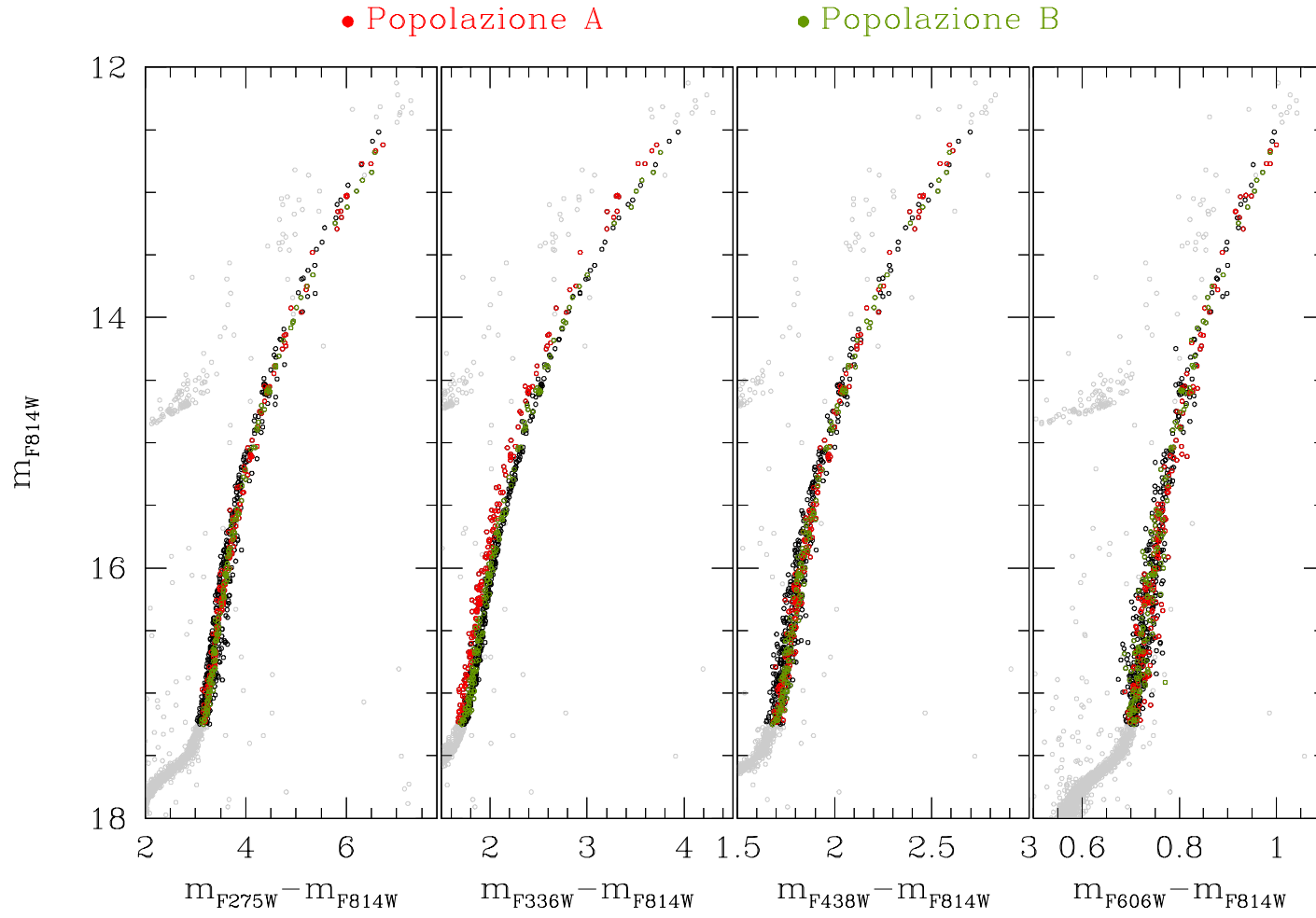


Figura 3.11: In questa figura sono riportati i CMD m_{F814W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$, m_{F814W} vs. $m_{F336W} - m_{F814W}$, m_{F814W} vs. $m_{F438W} - m_{F814W}$ e m_{F814W} vs. $m_{F606W} - m_{F814W}$ del RGB in cui sono mostrate le sequenze delle popolazioni A e B.

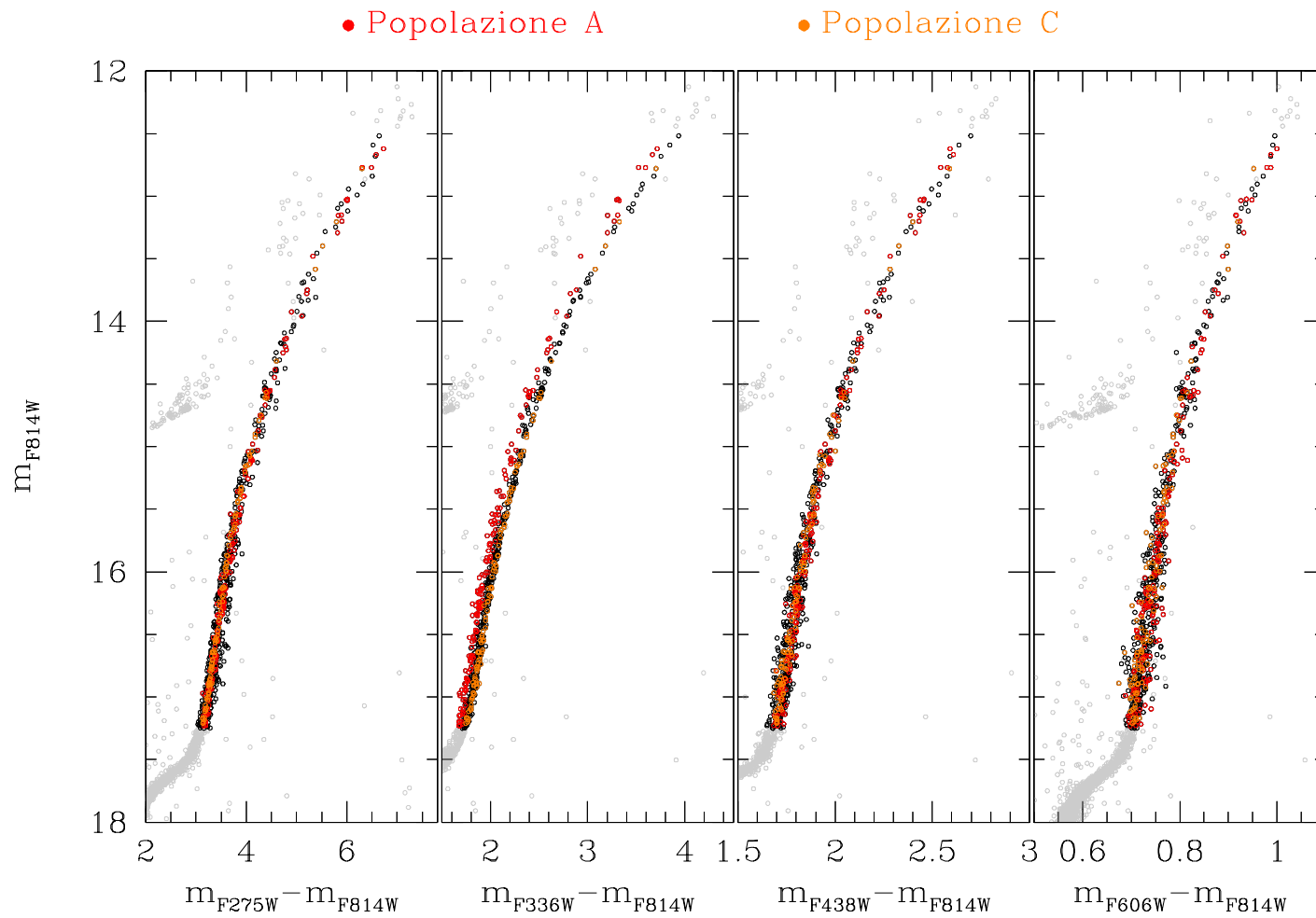


Figura 3.12: In questa figura sono riportati i CMD m_{F814W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$, m_{F814W} vs. $m_{F336W} - m_{F814W}$, m_{F814W} vs. $m_{F438W} - m_{F814W}$ e m_{F814W} vs. $m_{F606W} - m_{F814W}$ del RGB in cui sono mostrate le sequenze delle popolazioni A e C.

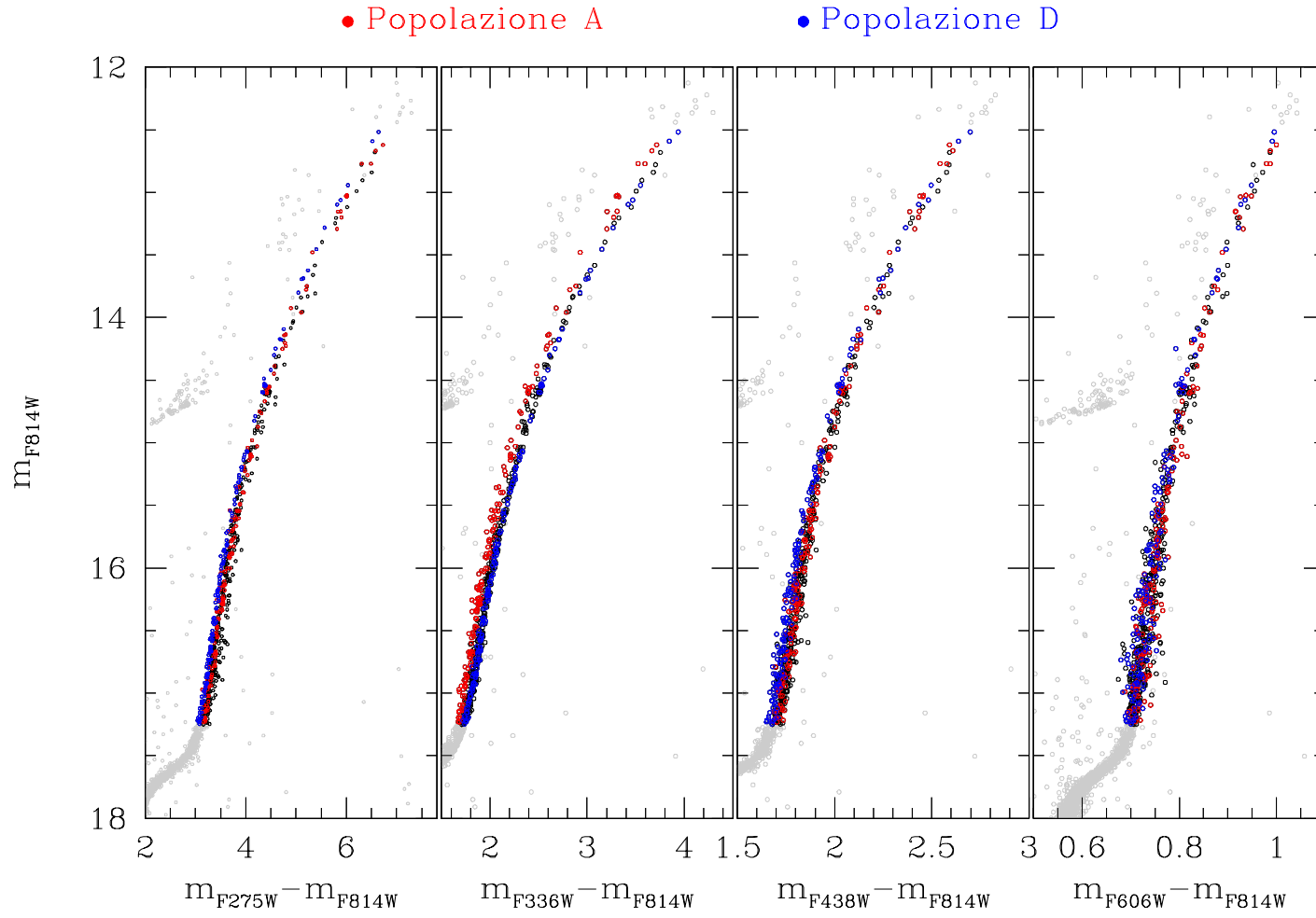


Figura 3.13: In questa figura sono riportati i CMD m_{F814W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$, m_{F814W} vs. $m_{F336W} - m_{F814W}$, m_{F814W} vs. $m_{F438W} - m_{F814W}$ e m_{F814W} vs. $m_{F606W} - m_{F814W}$ del RGB in cui sono mostrate le sequenze delle popolazioni A e D.

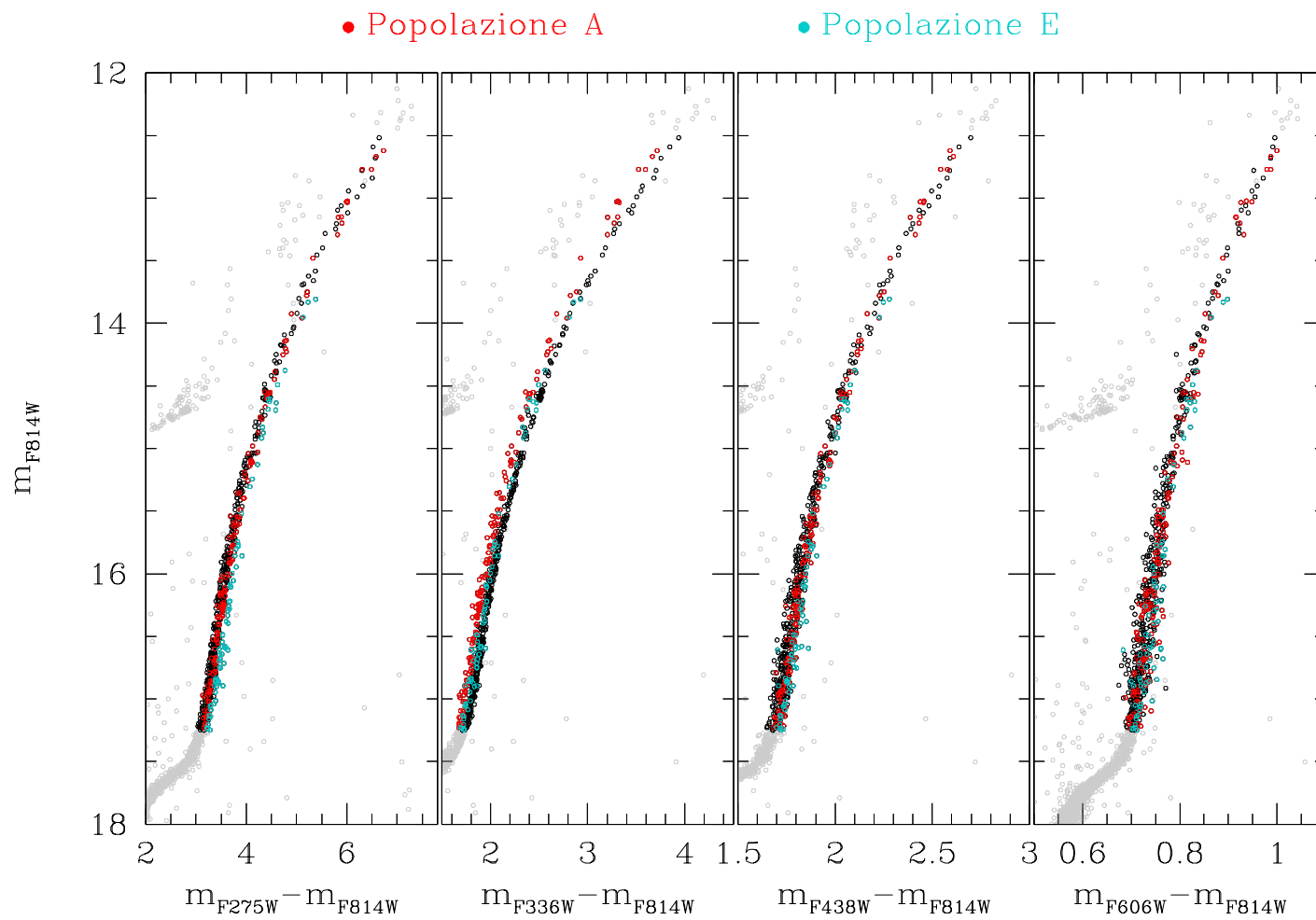


Figura 3.14: In questa figura sono riportati i CMD m_{F814W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$, m_{F814W} vs. $m_{F336W} - m_{F814W}$, m_{F814W} vs. $m_{F438W} - m_{F814W}$ e m_{F814W} vs. $m_{F606W} - m_{F814W}$ del RGB in cui sono mostrate le sequenze delle popolazioni A ed E.

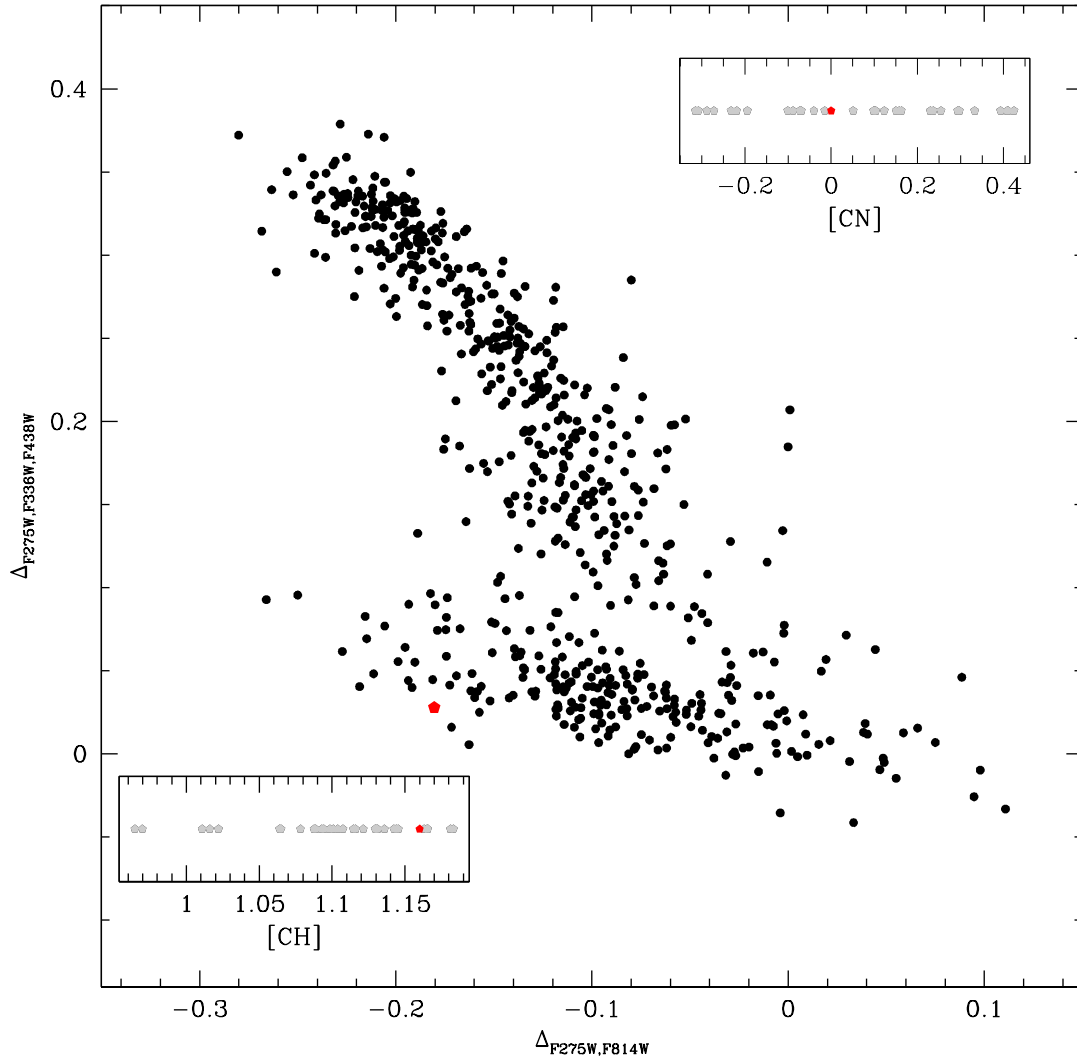


Figura 3.15: Mappa cromosomica con evidenziate le stelle che sono state studiate in Lim et al. (2016). Nella parte alta è rappresentato il grafico con le abbondanze del CN, dove in grigio sono rappresentate le stelle del campione preso in esame dagli autori e le stelle colorate (colori riferiti alla popolazione di appartenenza vedi figura 3.8) sono le stelle presenti nei miei cataloghi.

ne con lo spettrografo FEROS al telescopio MPG/ESO di 2.2 m. Hanno ricavato le abbondanze di vari elementi chimici (O, Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti e Ba) di 7 stelle di RGB. Cinque di queste stelle fanno parte dei miei cataloghi. Nella figura 3.16 sono state evidenziate le stelle studiate in questo lavoro che fanno parte dei miei cataloghi: nel grafico $[\text{Na}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{O}/\text{Fe}]$ sono mostrate in grigio le stelle che non sono presenti nel mio catalogo, mentre le altre hanno i colori della popolazione alla quale appartengono, secondo le selezioni fatte nella figura 3.8. Dalla figura 3.16 si vede che le stelle 2, 4 e 7 hanno una composizione chimica tipica della prima generazione (ricche di O e povere di Na), confermando la loro appartenenza alla prima generazione nella mappa cromosomica. La stella 3 ha una composizione chimica tipica della seconda generazione (ricca di Na e povera di O), e nella mappa cromosomica si colloca proprio in una posizione tipica di stelle che appartengono alla seconda generazione. Mentre la composizione chimica della

stella 5 risulta essere in uno stato intermedio anche se è stata selezionata come stella di seconda generazione: questo può essere dovuto al fatto che le diverse popolazioni non sono ubicate in un posto preciso della mappa cromosomica, ma tendono ad allargarsi e a sovrapporsi l'una con l'altra.

Da rilevare che l'unica stella presente nel mio catalogo del lavoro di Lim et al. (2016) è la stella 4 del lavoro di Rojas-Arriagada et al. (2016): come si vede, la chimica incrociata di questi due lavori, insieme alla sua posizione nella mappa cromosomica, sono in totale accordo nel confermare che questa stella appartiene alla prima generazione.

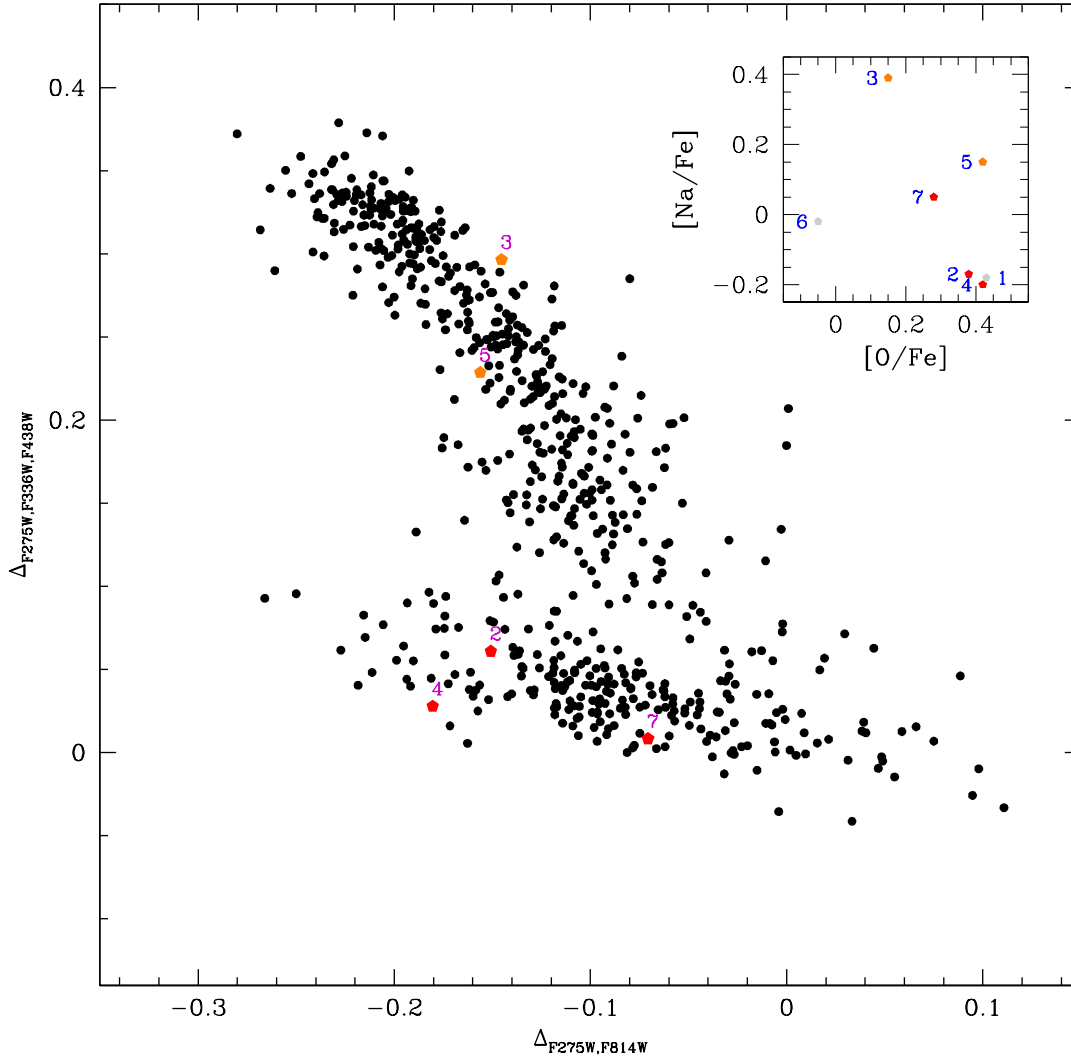


Figura 3.16: Mappa cromosomica con evidenziate le stelle che sono state studiate in Rojas-Arriagada et al. (2016). Nella parte alta è rappresentato il grafico $[Na/Fe]$ vs. $[O/Fe]$ dove in grigio sono rappresentate le stelle del campione preso in esame dagli autori e le stelle colorate (colori riferiti alla popolazione di appartenenza vedi figura 3.8) sono le stelle presenti nei miei cataloghi.

Capitolo 4

CONCLUSIONI

Studi recenti, basati sulla fotometria a multi-banda, hanno rivelato che tutti i CMDs degli ammassi globulari galattici (studiati fino a questo momento) sono composti da diverse sequenze di stelle separate, che possono essere viste lungo tutto il CMD dalla sequenza principale, passando per il sub-giant branch, red-giant branch, horizontal branch, asymptotic giant branch, fino ad arrivare alla sequenza delle nane bianche. Queste sequenze sono in palese contrasto con la visione classica degli ammassi globulari, i quali erano considerati come il tipico esempio di popolazione stellare semplice e cioè composta da stelle coeve e tutte con la stessa composizione chimica.

I primi indizi che la composizione chimica degli ammassi globulari non fosse omogenea per tutte le stelle che li compongono, erano già stati trovati alla fine degli anni '70 e all'inizio degli anni '80. Infatti Judith G. Cohen in un lavoro sulle abbondanze chimiche delle stelle di RGB degli ammassi M 3 ed M 13 (Cohen 1978) notò che per certi elementi chimici, come il Na, non era possibile spiegare lo scatter misurato nelle stelle di RGB nè con le barre di errore delle misurazioni, nè con meccanismi di mescolamento convettivo. Nel 1980 anche Ruth C. Peterson in un lavoro sulle abbondanze chimiche delle stelle di RGB dell'ammasso M 13 (Peterson 1980) trovò le stesse difficoltà nello spiegare tale fenomeno. Entrambi giunsero ad una conclusione simile e cioè che le stelle di questi ammassi si erano dovute formare in un gas chimicamente non omogeneo. Solo alla fine degli anni '90 e con i primi anni 2000 ci furono le condizioni tecnologiche per cominciare a studiare sistematicamente il fenomeno: infatti lo sviluppo di spettrografi ad alta risoluzione montati su telescopi di 8-10 m, le camere WFPC2, ACS e WFC3 montate a bordo di HST permisero di migliorare notevolmente la qualità dei dati da analizzare. Proprio in quel periodo uscirono i primi studi sulle popolazioni stellari multiple negli ammassi globulari: le prime evidenze fotometriche furono la scoperta della doppia sequenza principale dell'ammasso ω Centauri (Anderson 1998, Bedin et al. 2004).

Il fatto che le evidenze fotometriche della presenza di popolazioni stellari multiple siano giunte pochi anni dopo l'entrata in funzione di HST non è casuale. E' proprio grazie alle sue elevate qualità fotometriche che è stato possibile rivelare tale fenomeno. Tutto ciò non sarebbe possibile senza un adeguato set di filtri: infatti l'utilizzo dei filtri UV F275W, F336W e F438W è fondamentale per riuscire a separare le diverse popolazioni. Il motivo per cui questi filtri sono così efficaci è dovuto al fatto che nell'intervallo di lunghezze d'onda osservabili col filtro F275W ricade la banda molecolare OH, mentre la banda molecolare NH cade nell'intervallo di lunghezze d'onda osservabili con il filtro F336W. All'interno della banda passante del filtro F438W sono osservabili le bande molecolari del CN e CH. In pratica questi filtri UV sono in grado di rilevare la presenza dei prodotti del ciclo CNO nelle stelle degli ammassi. I processi nucleari che producono questi elementi, producono inoltre anche l'elio e risulta particolarmente

importante misurare l'arricchimento in questo elemento chimico delle varie popolazioni per poter definire che tipo di stelle hanno prodotto le abbondanze chimiche della seconda generazione. L'elio è fotometricamente rilevabile nei filtri ottici, infatti ad un aumento delle abbondanze di elio corrisponde un aumento della temperatura della stella a cui sono particolarmente sensibili i filtri F606W e F814W.

In questo lavoro ho prodotto un nuovo catalogo fotometrico per l'ammasso NGC 6723, migliorando la fotometria presente in letteratura, perchè nei lavori precedenti la riduzione dati era stata fatta in maniera automatica per un campione ampio di ammassi globulari. La mia riduzione dati invece è stata specifica e mirata, cioè la scelta del set di parametri utilizzati per ridurre le singole immagini è stata fatta ad hoc. Anche le PSF costruite sono state fatte su misura per ogni immagine e questo mi ha permesso di ottenere dei dati fotometrici di alta qualità. Infine i cataloghi sono stati corretti per differential reddening, il quale è risultato essere molto basso e poco influente.

Ho proceduto poi con l'analisi dei risultati e in questa fase sono andato a costruirmi i CMDs, gli pseudo-CMDs e le mappe cromosomiche di NGC 6723. Gli pseudo-CMDs sono stati introdotti da Milone et al. (2013) e questi diagrammi sfruttano lo pseudo-colore definito come $C_{F275W,F336W,F438W} = (m_{F275W} - m_{F336W}) - (m_{F336W} - m_{F438W})$ il quale ha la capacità di massimizzare la separazione tra le sequenze delle diverse popolazioni stellari lungo tutto il CMD. Le mappe cromosomiche sono state introdotte da Milone et al. (2015), in pratica sfruttano la larghezza intrinseca dell'RGB nel colore $m_{F275W} - m_{F814W}$ e nello pseudo colore $C_{F275W,F336W,F438W}$ e queste larghezze (normalizzate e trasformate) vengono usate per costruire tali mappe cromosomiche. Lo pseudo-CMD e la mappa cromosomica sono due potenti strumenti per lo studio delle popolazioni stellari, perchè sfruttando la sensibilità dei filtri UV nel rilevare i prodotti del bruciamento dell'idrogeno attraverso il ciclo CNO e gli indici di colore, massimizzano la separazione tra le diverse popolazioni, rendendone più semplice l'individuazione. Da questa analisi è risultato che NGC 6723 presenta una complessa mappa cromosomica, la quale è composta almeno da 5 differenti popolazioni stellari: due (almeno) appartenenti alla cosiddetta prima generazione e tre appartenenti alla seconda generazione. I dati spettroscopici per questo ammasso non sono sufficienti a farne un'analisi chimica completa, ma da quel che ho trovato risulta che le diverse popolazioni hanno una buona corrispondenza con le abbondanze chimiche rilevate nelle indagini spettroscopiche.

Un altro lavoro che ho fatto è stato quello di rimappare le varie popolazioni in diversi CMDs e di verificare se queste presentino dipendenze dal colore o dalla magnitudine. Non ho trovato relazioni tra la magnitudine e le diverse generazioni (figure 3.9 e 3.10) suggerendo che le diverse generazioni non dipendono dalla fase evolutiva in cui si trovano, almeno per quanto riguarda l'evoluzione lungo l'RGB. Per quanto riguarda la relazione con il colore è stato confermato che le generazioni con composizione chimica primordiale sono più rosse (rispetto alla seconda generazione arricchita da elementi prodotti nel ciclo CNO) nei colori F275W-F814W e F438W-F814W, confermando che le loro abbondanze di C e O sono superiori rispetto alle stelle di seconda generazione. Il fatto che siano più blu, sempre rispetto alla seconda generazione, nel colore F336W-F814W conferma che la seconda generazione di stelle è arricchita in N.

I risultati ottenuti forniscono nuovi vincoli agli scenari di formazione, che per ora non risultano ancora completi nel descrivere tutte le proprietà osservate delle popolazioni stellari multiple. Solo un'analisi completa di questo tipo svolta su tutti gli ammassi globulari, riuscirà a dare dei vincoli più stringenti agli scenari di formazione e alla comprensione dei meccanismi che regolano tali processi.

Bibliografia

- Anderson J., 1998, PhD thesis, , University of California, Berkeley, (1998)
- Anderson J., King I. R., 2000, PASP, 112, 1360
- Anderson J. et al., 2008a, AJ, 135, 2114
- Anderson J. et al., 2008b, AJ, 135, 2055
- Anderson J. et al., 2008c, AJ, 135, 2055
- Avila R., 2017, ACS Instrument Handbook, Version 16.0
- Bastian N., Lamers H. J. G. L. M., de Mink S. E., Longmore S. N., Goodwin S. P., Gieles M., 2013, MNRAS, 436, 2398
- Bedin L. R., Piotto G., Anderson J., Cassisi S., King I. R., Momany Y., Carraro G., 2004, ApJ, 605, L125
- Bellini A., Anderson J., Bedin L. R., King I. R., van der Marel R. P., Piotto G., Cool A., 2017, ApJ, 842, 6
- Bohlin R. C., 2016, AJ, 152, 60
- Carretta E., 2014, ApJ, 795, L28
- Carretta E., Bragaglia A., Gratton R. G., Leone F., Recio-Blanco A., Lucatello S., 2006, A&A, 450, 523
- Cassisi S., Salaris M., Pietrinferni A., Piotto G., Milone A. P., Bedin L. R., Anderson J., 2008, ApJ, 672, L115
- Cohen J. G., 1978, ApJ, 223, 487
- Dantona F., Gratton R., Chieffi A., 1983, Mem. Soc. Astron. Italiana, 54, 173
- de Mink S. E., Pols O. R., Langer N., Izzard R. G., 2009, A&A, 507, L1
- Decressin T., Meynet G., Charbonnel C., Prantzos N., Ekström S., 2007, A&A, 464, 1029
- Denissenkov P. A., Hartwick F. D. A., 2014, MNRAS, 437, L21

- Denissenkov P. A., VandenBerg D. A., Hartwick F. D. A., Herwig F., Weiss A., Paxton B., 2015, MNRAS, 448, 3314
- Dotter A. et al., 2010, ApJ, 708, 698
- Dressel L., 2017, Wide Field Camera 3 Instrument Handbook, Version 9.0
- Gaia Collaboration, 2016, VizieR Online Data Catalog, 1337
- Goldsbury R., Richer H. B., Anderson J., Dotter A., Sarajedini A., Woodley K., 2010, AJ, 140, 1830
- Gratton R., Sneden C., Carretta E., 2004, ARA&A, 42, 385
- Harris W. E., 1996, AJ, 112, 1487
- Hartig G. F., 2009, WFC3 SMOV Programs 11436/8: UVIS On-orbit PSF Evaluation. Tech. rep.
- Lallo M. D., 2012, Optical Engineering, 51, 011011
- Lee J.-W., Carney B. W., Fullton L. K., Stetson P. B., 1999, in Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 31, American Astronomical Society Meeting Abstracts, p. 1370
- Lim D., Lee Y.-W., Pasquato M., Han S.-I., Roh D.-G., 2016, ApJ, 832, 99
- Marino A. F. et al., 2014, VizieR Online Data Catalog, 743
- Milone A. P. et al., 2008, ApJ, 673, 241
- Milone A. P. et al., 2013, ApJ, 767, 120
- Milone A. P., Marino A. F., Piotto G., Bedin L. R., Anderson J., Aparicio A., Cassisi S., Rich R. M., 2012a, ApJ, 745, 27
- Milone A. P. et al., 2015, ApJ, 808, 51
- Milone A. P. et al., 2012b, A&A, 540, A16
- Milone A. P. et al., 2017, MNRAS, 464, 3636
- Peterson R. C., 1980, ApJ, 237, L87
- Piotto G. et al., 2007, ApJ, 661, L53
- Piotto G. et al., 2015, AJ, 149, 91
- Piotto G. et al., 2005, ApJ, 621, 777
- Prantzos N., Charbonnel C., Iliadis C., 2007, A&A, 470, 179
- Renzini A., Buzzoni A., 1986, in Astrophysics and Space Science Library, Vol. 122, Spectral Evolution of Galaxies, Chiosi C., Renzini A., eds., pp. 195–231
- Renzini A. et al., 2015, MNRAS, 454, 4197
- Richer H. B. et al., 2008, AJ, 135, 2141

- Rojas-Arriagada A., Zoccali M., Vásquez S., Ripepi V., Musella I., Marconi M., Grado A., Limatola L., 2016, *A&A*, 587, A95
- Sabbi E. et al., 2016, *ApJS*, 222, 11
- Sandage A., Wildey R., 1967, *ApJ*, 150, 469
- Sarajedini A. et al., 2007, *AJ*, 133, 1658
- Sollima A., Pancino E., Ferraro F. R., Bellazzini M., Straniero O., Pasquini L., 2005, *ApJ*, 634, 332
- Stetson P., 1989, THE TECHNIQUES OF LEAST SQUARES AND STELLAR PHOTOMETRY WITH CCDs
- Ventura P., Caloi V., D’Antona F., Ferguson J., Milone A., Piotto G. P., 2009, *MNRAS*, 399, 934
- Villanova S. et al., 2007, *ApJ*, 663, 296