

ALMA Mater Studiorum
Università degli Studi di Bologna

SCUOLA DI SCIENZE

Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Coppie di Ammassi Globulari in LMC

Elaborato Finale

Candidato:

Claudia Ferrari

Relatore:

Chiar.mo Prof:

Francesco R.Ferraro

Co-Relatore:

dr. Emanuele Dalessandro

dr.ssa Barbara Lanzoni

Sessione II – Prima Seduta
Anno Accademico 2013/2014

*Ai miei genitori.
Sempre, più che mai.*

Indice

INTRODUZIONE	1
1 INTRODUZIONE AI SISTEMI STELLARI	3
1.1 Formazione ed evoluzione stellare	3
1.1.1 Il diagramma colore-magnitudine (CMD)	4
1.1.2 La Sequenza Principale (Main Sequence, MS)	5
1.1.3 Il Ramo delle Sub-Giganti (Sub Giant Branch, SGB)	6
1.1.4 Il Ramo delle Giganti Rosse (Red Giant Branch, RGB)	7
1.1.5 Il Braccio Orizzontale (Horizontal Branch, HB)	8
1.1.6 Il Ramo Asintotico (Asymptotic Giant Branch, AGB)	8
1.1.7 Le fasi finali	9
1.2 Parametri strutturali degli ammassi globulari	10
2 LE NUBI DI MAGELLANO E I LORO SISTEMI STELLARI	11
2.1 Le Nubi di Magellano	11
2.1.1 Morfologia e struttura	12
2.2 I sistemi stellari delle Nubi	14
2.3 La distribuzione d'età degli ammassi delle Nubi	16
2.4 Candidati sistemi di ammassi globulari binari in LMC	16
2.5 Determinazione della natura binaria	19
3 RIDUZIONE DATI	21
3.1 ESO VLT e FORS2	21
3.1.1 ESO VLT	21
3.1.2 FORS2	23
3.2 Acquisizione dei data-set	24
3.2.1 NGC 1836/BRHT4b	24
3.2.2 SL 385/SL 387	25
3.2.3 SL 349/SL 353	26
3.3 Pre-riduzione	27
3.3.1 Creazione del masterbias	27
3.3.2 Creazione dei masterflat	27
3.3.3 Correzione dei data-set	28
3.4 Analisi Fotometrica	28
3.4.1 Fotometria d'apertura	30
3.4.2 Ricerca del modello di PSF	31
3.4.3 Ricerca delle sorgenti stellari	33

	3.5 Astromettrizzazione.....	35
	3.6 Calibrazione fotometrica.....	38
4	STIMA DELLE ETÀ	41
	4.1 Determinazione dei centri.....	41
	4.2 Stima dell'età.....	46
	4.2.1 NGC 1836/BRHT4b.....	47
	4.2.2 SL 385/SL 387.....	49
	4.2.3 SL 349/SL 353.....	50
5	ANALISI DELLE DENSITÀ	53
	5.1 Estrazione dei profili di densità.....	53
	5.2 Il best-fit.....	54
	5.2.1 NGC 1836/BRHT4b.....	55
	5.2.2 SL 385/SL 387.....	57
	5.2.3 SL 349/SL 353.....	58
	5.3 Le mappe osservate.....	59
	5.3.1 NGC 1836/BRHT4b.....	60
	5.3.2 SL 385/SL 387.....	61
	5.4 Le mappe simulate.....	63
	CONCLUSIONI	67
	APPENDICE	71
	REFERENZE	75
	RINGRAZIAMENTI	77

Introduzione

Questa Tesi si propone di analizzare fotometricamente tre coppie di ammassi globulari di LMC al fine di poter ricavare evidenze circa la loro natura (binaria o apparente).

La Tesi è articolata come segue:

- nel CAPITOLO 1 vengono fornite le nozioni fondamentali di evoluzione stellare e si introducono le popolazioni stellari, tra cui gli ammassi globulari;
- nel CAPITOLO 2 si descrivono le Nubi di Magellano, andando a esplorare i loro sistemi stellari e le loro differenze con quelli della nostra Galassia;
- nel CAPITOLO 3 vengono descritte le osservazioni compiute, gli strumenti adoperati (VLT, FORS2) e tutta la fase di riduzione dei data-set, fino all'estrazione dei cataloghi finali pronti per l'analisi successiva;
- nel CAPITOLO 4 si stimano le età dei sistemi, dopo averne determinato i centri;
- nel CAPITOLO 5 si estraggono e analizzano i profili di densità, creando le mappe osservate e, per una delle tre coppie, simulate;
- nelle CONCLUSIONI si riepilogano i risultati ottenuti, discutendo le implicazioni sulle conoscenze attuali;
- in APPENDICE si trova qualche informazione sui principali software utilizzati, in particolare DAOPHOT II.

I numeri in apice tra parentesi quadra indicano una referenza, mentre quelli senza parentesi sono il riferimento a una nota a piè pagina.

Capitolo 1

Introduzione ai sistemi stellari

In questo capitolo vengono fornite alcune nozioni base di evoluzione stellare ed i concetti fondamentali relativi ai sistemi stellari.

1.1 Formazione ed evoluzione stellare

Si ritiene che la formazione stellare si inneschi come effetto della condensazione di frammenti di una gigantesca nube di gas in collasso gravitazionale. Essa ha inizio quando la massa della nube molecolare supera una massa limite M_J (massa di Jeans) definita come:

$$M_J \approx \left(\frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^{\frac{3}{2}} \left(\frac{3}{4\pi\rho_0} \right)^{\frac{1}{2}}$$

dove T e ρ_0 sono temperatura e densità iniziali della nube molecolare d'origine. Il numero di stelle generato nella nube dipende dalle sue dimensioni e dalla sua massa, e si possono formare da decine a migliaia di stelle. Da una singola nube si originano dunque dei **sistemi stellari**, composti da numerose stelle coeve (nate tutte nello stesso momento o comunque su tempi scala piccoli, dell'ordine di 10^8 anni) e caratterizzate dalla stessa composizione chimica (nate dallo stesso gas, idrogeno neutro HI^1 , che riscaldato dalle stelle ionizza e diventa HII). Tali sistemi prendono il nome di ammassi stellari, e possono essere aperti o globulari. Gli ammassi aperti sono formati da decine o centinaia di stelle giovani, di popolazione I, e sono dinamicamente poco evoluti.

Gli ammassi globulari invece sono formati anche da $10^5 - 10^6$ stelle. Una loro caratteristica fondamentale è un'elevata densità centrale, segno di un'avanzata evoluzione dinamica.

¹ L'idrogeno neutro HI è molto utilizzato per tracciare la distribuzione del gas nelle galassie, soprattutto grazie alla sua riga radio caratteristica avente lunghezza d'onda di 21 cm. La lunghezza d'onda a cui si osserva la riga è indicativa del redshift (o blueshift) e quindi della velocità di spostamento del gas. Siccome l' HI , quando presente (le galassie ellittiche ad esempio ne sono praticamente prive), si estende molto all'esterno nella galassia, la sua osservazione consente studi dinamici e cinematici del gas galattico.

1.1.1 Il diagramma colore-magnitudine (CMD)

Le popolazioni stellari vengono studiate tramite l'utilizzo del diagramma di Hertzsprung-Russell (diagramma HR), un piano teorico che lega la luminosità assoluta delle stelle (in unità di luminosità solari, L/L_{\odot}) alla loro temperatura effettiva T_{eff} . Queste quantità non sono direttamente osservabili: la temperatura non può essere misurata direttamente, e la luminosità assoluta può essere conosciuta soltanto per quelle poche stelle di cui è nota la distanza. Le informazioni a disposizione sono la magnitudine e il colore.

Queste due grandezze sono legate alle quantità teoriche appena presentate, in quanto la magnitudine è legata al flusso (e dunque alla luminosità della stella, in quanto $F = L/4\pi d^2$) attraverso la legge di Pogson:

$$m - m_0 = -2.5 \log \left(\frac{F}{F_0} \right)$$

mentre il colore, espresso attraverso un indice di colore, ad esempio $V - I$, è legato alla temperatura², ed è ottenuto dalla differenza tra le magnitudini misurate osservando la stessa stella in regioni diverse dello spettro elettromagnetico. Il piano su cui si lavora è quindi il corrispondente osservativo dell'HR, ovvero il diagramma colore-magnitudine (Color Magnitude Diagram, CMD).

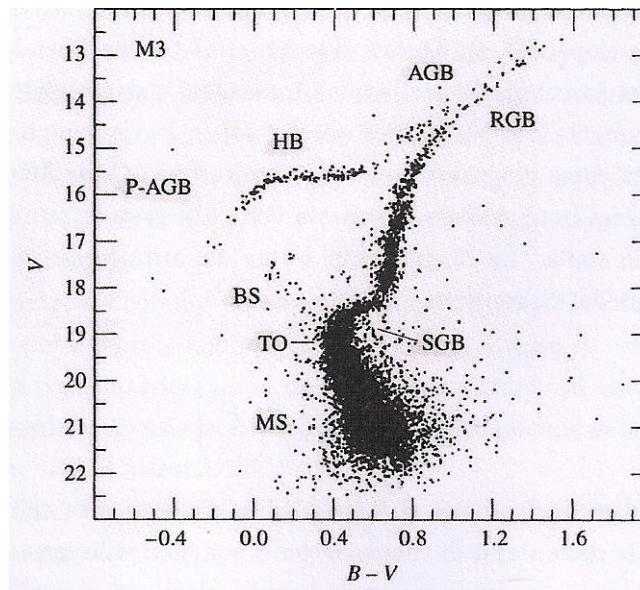


Figura 1.1 Un esempio di CMD, riferito all'ammasso globulare M3. Si tratta di un sistema stellare molto vecchio, così che nel CMD sono visibili buona parte delle possibili sequenze evolutive stellari.

² Questa relazione tra il colore e la temperatura discende dalla legge di Wien. Le stelle possono essere considerate, in primissima approssimazione, come corpi neri, e dunque vale anche per loro la relazione secondo la quale alla temperatura del sistema corrisponde una lunghezza d'onda di picco dell'emissione. La legge di Wien sancisce che $\lambda T = \text{costante}$. Quindi, corpi più freddi hanno picco d'emissione a λ minori, e viceversa: per questo le stelle più fredde sono rosse e le più calde sono blu.

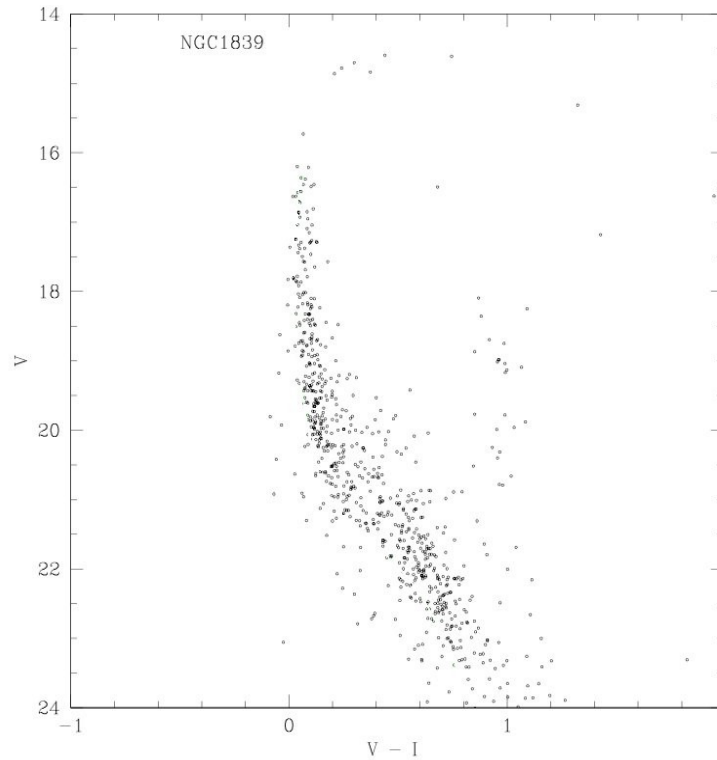


Figura 1.2 Per confronto, in figura è riportato il CMD di una popolazione stellare giovane (~ 100 Myr). Si può osservare una lunghissima MS, e l'assenza di sequenze successive.

In un CMD (o nel diagramma HR) le stelle definiscono sequenze ben precise corrispondenti alle diverse fasi evolutive attraversate nella loro vita. Queste fasi sono descritte schematicamente nei paragrafi successivi.

1.1.2 La Sequenza Principale (Main Sequence, MS)

La fase di MS comincia con l'innesco nel nucleo della stella della fusione nucleare: 4 nuclei di H vengono fusi in un nucleo di He, la cui massa è leggermente inferiore alla massa complessiva dei nuclei di H originari. Il deficit di massa è convertito in energia secondo la nota relazione relativistica $E = mc^2$. Quest'energia alimenta le stelle, generando una radiazione la cui pressione è tale da controbilanciare la gravità. Le stelle sono infatti sistemi in equilibrio idrostatico, in quanto la forza di gravità che tenderebbe a proseguire il collasso originario è bilanciata dalla pressione di radiazione che tende invece a far espandere la stella. La durata della MS dipende dalla massa iniziale della stella stessa, e dall'efficienza della reazione di fusione, indicata con α e mediamente dell'ordine del 10%:

$$t_{MS} \sim 10^{11} \alpha M^{-3} \text{ yr}$$

Nella relazione, M è espresso in unità di masse solari M_{\odot} ($1 M_{\odot} = 2 \cdot 10^{33}$ g); una stella come il Sole, dunque con $M=1$, ha una MS che dura 10^{10} anni. La dipendenza con M^{-3} implica una veloce riduzione della durata di questa fase già con piccole variazioni di massa: per una stella di appena $2 M_{\odot}$ la durata della MS è di un ordine di grandezza inferiore rispetto al Sole. Stelle

meno massive del Sole invece avranno una MS più lunga; una stella di $0.1 M_{\odot}$, ad esempio, ha $t_{MS} \sim 10^{13}$ yr. La MS è la fase evolutiva più lunga della vita di qualsiasi stella, indipendentemente dalla massa, che può andare da $0.08 M_{\odot}$ (a masse inferiori, il gas non riuscirà mai a raggiungere le condizioni necessarie all'innesco delle reazioni nel core) a $90^3 M_{\odot}$ (la radiazione di stelle più massive di così sarebbe tanto intensa da vincere la gravità, impedendo l'instaurarsi dell'equilibrio).

Al momento dell'innesco della fusione, una stella si colloca sulla ZAMS (Zero Age Main Sequence), corrispondente, in prima approssimazione, al bordo più blu della MS (il colore, nel CMD, è sull'asse x). Al momento del collocamento sulla ZAMS, le stelle possono essere distinte a seconda della loro massa. Quelle con $M < 1.25 M_{\odot}$ hanno un core radiativo e un envelope esterno convettivo, come il Sole, e bruciano H in He attraverso la reazione protone-protone; quelle, invece, con $M > 1.25 M_{\odot}$, hanno un core convettivo e un envelope radiativo, con l'H che diventa He attraverso il ciclo CNO.

L'evoluzione di una stella lungo la MS definisce una variazione in luminosità e in temperatura, guidata dalla sola fusione nucleare in corso nel nucleo. Quando l'H nel core è terminato, la stella esce dalla MS e iniziano le fasi evolutive successive.

Questo spiega perché popolazioni vecchie hanno una MS più corta nel CMD. Si chiama Turn-Off (TO) il punto più luminoso e blu della MS, ad ogni epoca. Al passare del tempo, la massa della stella al TO è sempre minore, perché le stelle più massive stanno evolvendo lungo altre sequenze, quindi l'analisi del MS-TO è importante ai fini dello studio dell'età della popolazione.

1.1.3 Il Ramo delle Sub-Giganti (Sub Giant Branch, SGB)

In seguito all'esaurimento dell'H nella regione nucleare, le stelle a core radiativo innescano la combustione di H in He in una spessa shell intorno al nucleo. Le stelle a core convettivo, invece, non accendono subito la shell, ma hanno una breve fase di pura contrazione gravitazionale in cui non ci sono reazioni in corso. Questo va ad aumentare la temperatura efficace, fino a quando non si raggiungono le condizioni per l'innesco della shell. In ogni caso, la combustione dell'H in shell spesso rappresenta per le stelle la fase di sub-gigante, e ha l'effetto di andare ad accrescere in massa il nucleo isoterma di He, fino a quando questo non raggiunge una massa limite definita dal criterio di Schonberg-Chandrasekhar:

$$\left(\frac{M_{ic}}{M}\right)_{SC} \approx 0.37 \left(\frac{\mu_{env}}{\mu_{ic}}\right)^2$$

dove M_{ic} è la massa del core isoterma, mentre con μ si indicano i pesi molecolari medi dell'envelope e del core isoterma.

Quando questo limite viene superato, il nucleo subisce una forte contrazione, mentre il rilascio di energia gravitazionale genera una forte espansione dell'envelope. Il risultato è una stella più grande e fredda (gigante rossa) che evolve a luminosità quasi costante.

³ Le stelle primordiali di popolazione III, formatesi in totale assenza di metalli, potevano abbondantemente superare questo limite.

1.1.4 Il Ramo delle Giganti Rosse (Red Giant Branch, RGB)

La fase di RGB è caratterizzata, dal punto di vista delle reazioni termonucleari, dal bruciamento di H in He in una shell sottile, che deposita nuovo He sul nucleo e progressivamente si posiziona a distanze maggiori dal centro. La contrazione del core con conseguente espansione e raffreddamento dell'envelope in fase di SGB ha generato un aumento di opacità nelle regioni esterne che porta allo sviluppo di un regime convettivo nella parte più esterna dell'envelope. Mentre la shell accesa risale verso l'esterno, la regione convettiva penetra sempre più in profondità, rimescolando il materiale e rendendolo chimicamente omogeneo (dredge up⁴). Durante questa fase la stella evolve parallelamente alla cosiddetta traccia di Hayashi, il luogo dei punti che delimita la regione del diagramma HR in cui una stella può restare in equilibrio idrostatico. Sulla traccia di Hayashi le stelle sono completamente convettive, perciò stelle con regioni convettive via via più estese sono sempre più vicine a tale traccia.

Una feature importante lungo questa sequenza evolutiva è l'*RGB bump*. Si ha il bump quando la shell di H in combustione, salendo all'esterno, raggiunge la discontinuità nel profilo di H lasciata dalla penetrazione della regione convettiva. Il passaggio attraverso questa discontinuità causa un riassetto della stella, che subisce una piccola decrescita di luminosità. Al termine di questo breve riassetto, la stella riprende la salita lungo l'RGB, parallela alla traccia di Hayashi.

Osservativamente, l'RGB bump si manifesta nel CMD come un addensamento di stelle in corrispondenza di una certa magnitudine lungo l'RGB; in effetti, ogni stella raggiunge questa magnitudine 3 volte: mentre sale lungo il ramo, mentre diminuisce la sua luminosità in fase di riassetto e mentre risale l'RGB dopo essersi assestata.

Durante la fase di RGB le stelle subiscono anche una perdita di massa, in quanto gli strati esterni, in seguito all'espansione, sono meno legati gravitazionalmente. Questa perdita di massa può risultare tanto intensa da influenzare significativamente l'evoluzione successiva.

La massa del nucleo di He sta accrescendo massa generata dalla shell. Tuttavia, essendo in contrazione (in seguito al superamento del limite di Schonberg-Chandrasekhar), non è più isoterma, ma soggetto a un gradiente di temperatura. Le fasi successive dipendono dalla massa della stella:

- $M < 0.35 M_{\odot}$: queste stelle rimarranno *nane bianche di He*, in quanto non raggiungeranno mai le condizioni per innescare la combustione dell'He in C (nella quale 3 nuclei di He, o particelle α , si uniscono a formare un nucleo di C; la reazione si chiama quindi $3\alpha^5$);
- $0.35 M_{\odot} < M < 2.2 M_{\odot}$: il nucleo è degenere. Questo significa che viene a mancare il bilancio temperatura-pressione⁶, così che l'innescò della 3α avviene in maniera semi-esplosiva (*He-flash*). Questo fenomeno avviene quando il nucleo di He raggiunge una massa di $0.5 M_{\odot}$, indipendentemente dalla massa stellare originaria. L'energia rilasciata da questo evento (che in realtà è costituito da una serie di flash successivi) è enorme, può raggiungere le $10^{11} L_{\odot}$, e provoca una espansione "forzata" del nucleo

⁴ Si chiama dredge up il fenomeno con cui la convezione pesca materiale dall'interno portandolo all'esterno e omogeneizzando chimicamente la regione.

⁵ La combustione dell'He in C richiede temperature di almeno 10^8 K, un ordine di grandezza più di quanto richiesto dal bruciamento dell'H. Solo stelle con sufficiente massa possono raggiungere queste temperature e quindi dar luogo a questa combustione.

⁶ In condizioni di non degenerazione, un aumento di temperatura è bilanciato da un aumento di pressione che espande la struttura raffreddandola.

rimuovendo completamente la degenerazione. La serie di flash può durare fino a 10^6 yr, un tempo molto breve nell'ambito dell'intera evoluzione stellare. Una volta rimossa per intero la degenerazione, comincia la vera combustione dell'He in C, attraverso la 3α .

- $M > 2.2 M_{\odot}$: l'innesco della 3α avviene in condizioni stabili, in un nucleo non degenerare.

Il punto più luminoso dell'RGB è l'*RGB-tip*; ha lo stesso valore di luminosità per tutte le stelle che subiscono l'He-flash, il che ne fa un possibile indicatore di distanza.

1.1.5 Il Braccio Orizzontale (Horizontal Branch, HB)

L'HB è la fase evolutiva caratterizzata dalla combustione di He in C nel core, mentre continua il bruciamento di H in He nella shell sottile esterna. Dopo l'*RGB-tip* le stelle, dopo un veloce rilassamento, si collocano su una sequenza chiamata ZAHB (Zero Age Horizontal Branch) in base al valore del parametro $q = M_c/M$ (il rapporto tra la massa del core e la massa totale della stella). Le stelle meno massive, quindi quelle con q maggiore, hanno uno strato di H più sottile che riveste il nucleo ad alta temperatura, quindi sono più calde, e si collocano nell'estremità più blu della ZAHB. Le più massive, invece, sono più fredde, e si collocano sull'estremità più rossa. Tra l'80 e il 90% della durata della fase di HB è trascorso dalla stella sulla ZAHB, come avveniva sulla ZAMS.

Le stelle più massive hanno una prima fase nell'evoluzione in HB, in cui a dominare è la combustione dell'H in shell, che ha l'effetto di spostare la stella verso temperature più alte (nel CMD, verso colori più blu). Questo non avviene nelle stelle più piccole, con poco envelope. Ogni stella di HB attraversa la fase in cui entra a regime nel core la combustione dell'He: la temperatura diminuisce e la luminosità aumenta, mentre la stella riprende a muoversi su una sequenza nuovamente parallela alla traccia di Hayashi. D'altra parte anche le regioni interne sviluppano una regione convettiva, in quanto la 3α provoca una diminuzione di He e un aumento di C e O, con conseguente incremento dell'opacità e instaurazione di un core convettivo.

1.1.6 Il Ramo Asintotico (Asymptotic Giant Branch, AGB)

L'AGB è una fase evolutiva caratterizzata, in prima approssimazione, dalla combustione in doppia shell (una di He e una di H) In particolare, si possono considerare due fasi distinte:

- *Early AGB*: la 3α si innesca nella shell di He che riveste il nucleo spento di C e O. Il conseguente rilascio di energia è tanto intenso da spingere la shell di H verso l'esterno, dove la temperatura è troppo bassa per continuare a bruciare idrogeno. L'effetto è lo spegnimento temporaneo della shell di H. Una volta esaurita l'energia iniziale, l'espansione si interrompe e l'envelope comincia a contrarsi, fino a che la shell di H non si ritrova a una profondità in cui le condizioni sono ottimali per riaccendersi.
- *Thermal Pulses AGB*: è una fase caratterizzata dall'accensione alternata delle shell di H ed He. L'innesco della 3α nella shell di He produce un rilascio di energia talmente alto da innescare moti convettivi nella regione di inter-shell, che spingono la shell di H verso l'esterna spegnendola. La shell di H si re-innesca non appena l'espansione si interrompe e la contrazione riporta il materiale alle condizioni di accendersi. L'effetto di questi puls termici è una variazione di luminosità della stella, con un periodo dipendente dalla massa, e una notevole perdita di massa della stella stessa.

1.1.7 Le fasi finali

Si è già detto, in sezione 1.1.4, che stelle con massa iniziale inferiore alle $0.35 M_{\odot}$ finiscono la loro vita come nane bianche di He. Le stelle con massa inferiore alle $8 M_{\odot}$ invece finiscono col diventare *nane bianche di C e O*, perché non raggiungono mai le condizioni necessarie a innescare il bruciamento di questi materiali.

Stelle con una massa nel range tra le 7 e le $11 M_{\odot}$ possono in realtà andare appena un po' oltre con le reazioni diventando *nane bianche di O e Ne*, o sviluppando una debole esplosione di SN, chiamata *Electron-Capture SN*.

Le nane bianche in sistemi binari possono esplodere, se accrescono materiale dalla stella compagna, come *SNe di tipo Ia*; oltre a essere le principali fonti di Fe, hanno una curva di luce caratteristica che le rende buone candele standard per la stima delle distanze.

Stelle con massa superiore alle $8 M_{\odot}$ evolvono in un'esplosione di *SN di tipo II*, un evento che arricchisce di elementi α il mezzo circostante e che lascia remnant. In particolare, l'esplosione di stelle aventi massa inferiore alle $25 M_{\odot}$ lascia come remnant una *stella di neutroni*, mentre stelle di massa superiore alle $25 M_{\odot}$ generano un *buco nero* (Black Hole BH) stellare.

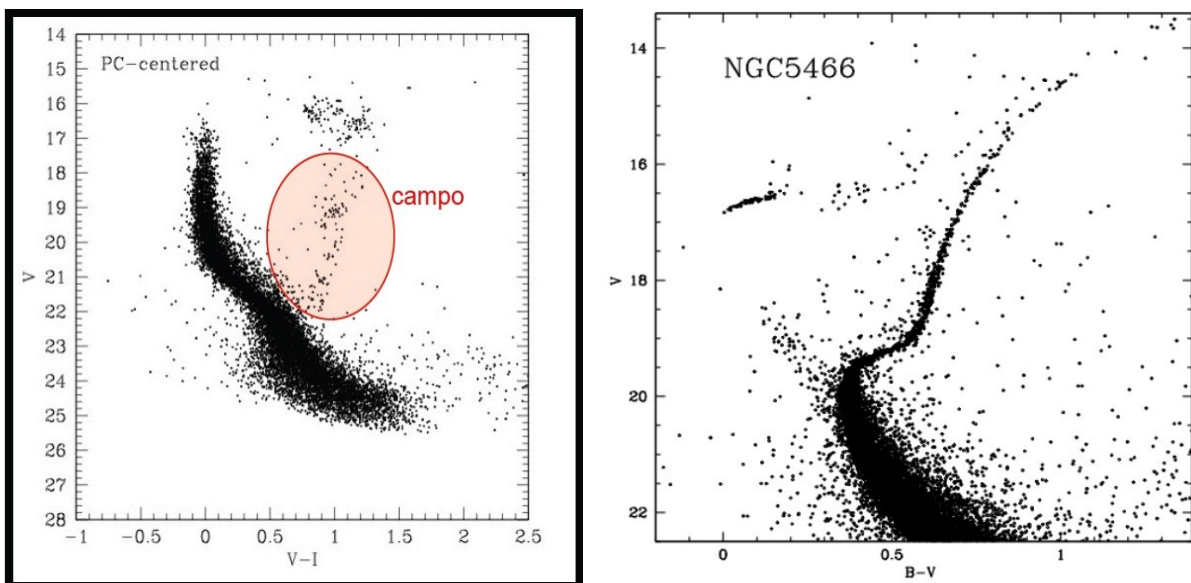


Figura 1.3 Due CMD a confronto di popolazioni di diversa età. Il CMD di sinistra si riferisce a NGC1866, un ammasso di LMC giovanissimo, di appena 150 Myr di età. Si riconosce infatti una MS molto lunga, curva per il fatto che l'osservazione è stata compiuta con filtri rossi, poco adatti alle luminosissime stelle blu. Non c'è praticamente traccia di sequenze successive (come evidenziato, le stelle esterne alla MS appartengono al campo galattico e non all'ammasso). Il CMD di destra invece si riferisce a NGC 5466, uno dei vecchissimi ammassi (di 13 Gyr d'età) della Milky Way (MW). Si può notare come la MS sia molto più corta, mentre si osserva un RGB lungo e ben sviluppato, un HB ben definito (sulla sinistra, tra la magnitudine 16 e 17) e un accenno di AGB.

1.2 Parametri strutturali degli ammassi globulari

Come si è accennato nella sezione precedente, gli ammassi globulari sono contraddistinti da un'elevata densità centrale.

Una descrizione dell'andamento radiale della densità stellare in un ammasso globulare è di solito descritta con l'uso di una serie di parametri fondamentali, come alcuni raggi di scala (a titolo di esempio, il raggio di core, il raggio mareale, il raggio di King: saranno descritti in dettaglio nel capitolo 5, in quanto sono parametri emergenti dall'analisi dei profili di densità) e la concentrazione, data dal logaritmo del rapporto tra il raggio limite/mareale e quello di core. I modelli che descrivono meglio la densità di un ammasso globulare sono quelli di King⁷ e Wilson: entrambe le famiglie di modelli, infatti, prevedono un andamento di densità praticamente piatto nel core centrale dell'ammasso e una progressiva diminuzione della densità verso le regioni esterne, che nei modelli di Wilson si estende un po' più di quanto non sia previsto da King. Tuttavia, questo vale solo per quegli ammassi che non hanno ancora subito il collasso del core. Questo fenomeno è legato all'equipartizione dell'energia: in una collisione, le stelle più massive cedono energia cinetica alle meno massive, finendo con lo spiraleggiare verso il centro, mentre le più leggere si portano all'esterno. Quello che si ottiene è un oggetto sempre più concentrato, anche perché l'evaporazione delle stelle leggere porta a una perdita complessiva di energia da parte del sistema, che di conseguenza si contrae. Ma una maggiore densità, naturale conseguenza di una contrazione, implica un aumento del rate di collisioni, e dunque incrementa ulteriormente l'evaporazione delle stelle leggere con segregazione centrale delle massive e nuova contrazione, e così via fino a che il meccanismo viene interrotto dai sistemi binari più stretti⁸. In seguito al collasso del core, si forma nella regione centrale una deviazione significativa del plateau previsto dal modello di King: infatti, la densità stellare mostra una sorta di cuspidè, un aumento sensibile della densità che segue un andamento ben rappresentato da una legge di potenza.

Ad eccezione di quelli giovanissimi, gli ammassi globulari sono anche sistemi collisionali, in cui cioè le interazioni tra singole stelle sono importanti nel perturbare le traiettorie seguite altrimenti in presenza di una distribuzione di materia perfettamente omogenea. Questa proprietà è raggiunta quando $t_{2b} \ll t_{age}$, cioè quando l'età del sistema è molto maggiore del tempo di rilassamento t_{2b} , che si può stimare dalla relazione:

$$t_{2b} \approx \frac{0.1N}{\ln N} t_{cross}$$

dove N è il numero di oggetti del sistema e t_{cross} il tempo necessario per attraversarlo.

L'alta densità dei sistemi e l'importanza delle singole interazioni favorisce la formazione di oggetti esotici, che non sono spiegabili cioè entro le normali fasi evolutive stellari descritte nella sezione precedente. È possibile trovare negli ammassi globulari binarie X, variabili cataclismiche, Millisecond Pulsar, e le Blue Straggler Stars.

⁷ Il profilo di King prevede $\rho \propto (1+(r/r_c)^2)^{-3/2}$

⁸ Quando un sistema binario è stretto, l'avvicinamento di una nuova stella porta all'espulsione della più leggera, in seguito a perdita di energia del sistema che finisce con lo stringersi ulteriormente. La stella espulsa però allontanandosi verso l'esterno ha l'effetto di opporsi al collasso.

Capitolo 2

Le Nubi di Magellano e i loro sistemi stellari

In questo capitolo è riportata una breve presentazione delle Nubi di Magellano e dei loro sistemi stellari, che sono oggetto di studio di questa Tesi.

2.1 Le Nubi di Magellano

La Piccola e la Grande Nube di Magellano (rispettivamente SMC, Small Magellanic Cloud, e LMC, Large Magellanic Cloud) sono una coppia di galassie irregolari a noi vicine, situate a una distanza di circa 50 kpc (160000 anni luce) per LMC e di circa 60 kpc (200000 anni luce) per SMC. Per anni sono state considerate le galassie più vicine alla nostra. Recentemente sono state scoperte anche la Galassia Nana del Sagittario e la Galassia Nana del Cane Maggiore, che si trovano ad una distanza di 16 e 13 kpc rispettivamente.



Figura 2.1 Una bella foto (firmata Zorzenon, Russiani e Narduzzi) che mostra le Nubi di Magellano intorno al Polo Sud.

Sono oggetti visibili nell'emisfero meridionale, quasi circumpolari intorno al Polo Sud e chiaramente osservabili anche ad occhio nudo, come si vede anche in figura 2.1. Devono il loro nome al celebre navigatore Ferdinando Magellano, ma la Grande Nube fu menzionata per la prima volta da un astronomo persiano che nel 964 la chiamò, in una sua opera, *bue bianco*. Il primo europeo a indicarne l'esistenza fu Amerigo Vespucci, nel suo viaggio del 1503-04, pochi anni prima della spedizione di Magellano nel 1519. Il nome attuale compare per la prima volta nel resoconto di tale spedizione, pubblicato nel 1524.

La relativa vicinanza delle Nubi alla nostra galassia le rende oggetti facilmente risolvibili, e dunque laboratori ideali per diverse tematiche di ricerca. In particolare, gli studi relativi alle popolazioni stellari trovano un ottimo target nelle Nubi: sono le galassie a noi più vicine aventi formazione stellare in corso, e hanno avuto episodi di formazione anche in passato, probabilmente in seguito alle loro interazioni reciproche e con la nostra galassia, di cui sono sempre state considerate satelliti. Quest'ultimo punto è stato messo in discussione da studi recenti (Piatek et al. 2008^[1]), secondo i risultati dei quali la velocità radiale di LMC (Large Magellanic Cloud, Grande Nube di Magellano) sembra essere troppo alta per una galassia satellite, mentre potrebbe essere compatibile con l'ipotesi di due galassie al loro primo avvicinamento alla Via Lattea (Milky Way, MW).

2.1.1 Morfologia e struttura

Le galassie irregolari sono caratterizzate da un'alta abbondanza di gas. Le più massive possono mostrare una struttura a disco e residui di features tipiche di una galassia a spirale: irregolari di questo tipo sono chiamate *spirali magellaniche*. Un esempio è proprio LMC, una spirale magellanica barrata, in cui infatti si osserva, al suo interno, una barra centrale ad alta brillantezza superficiale. La Piccola Nube di Magellano (Small Magellanic Cloud, SMC) rientra invece nella categoria delle *irregolari magellaniche*, galassie meno luminose e massive delle spirali magellaniche e prive di barre o strutture di spirale.

Le Nubi di Magellano sono le irregolari più massive del Gruppo Locale (mostrato in modo schematico in figura 2.2), il gruppo di galassie cui appartiene la MW, ma anche M31 (la galassia di Andromeda) e M33 (conosciuta anche come galassia del Triangolo). Queste sono le sole tre spirali del Gruppo; compare qualche ellittica nana, ma la maggioranza delle galassie è costituita da dSphs⁹ e irregolari.

La LMC ha una struttura piuttosto complessa. Le sue componenti principali sono:

- un *disco*: LMC sembra avere una struttura planare con geometria circolare a grandi raggi, ancora più simmetrica se osservata attraverso l'HI;
- una *barra* centrale, situata non in corrispondenza del centro della struttura a disco appena citata;
- un possibile *alone stellare*, la cui reale presenza è ancora oggetto di ricerca, in quanto si hanno risultati contrastanti.

Questa complessa morfologia di LMC prova ad essere spiegata attraverso l'ipotesi secondo la quale tale galassia in origine era una piccola spirale, in seguito deformata dalle fortissime interazioni gravitazionali cui è sottoposta nelle vicinanze della MW.

SMC non mostra invece particolari features interne.

⁹ Le dSphs (sferoidali nane) sono una categoria di galassie scoperta solo di recente a causa della debole luminosità. Sono dominate dalla materia oscura e perciò ottimo laboratorio di ricerca per questo tema di studio.

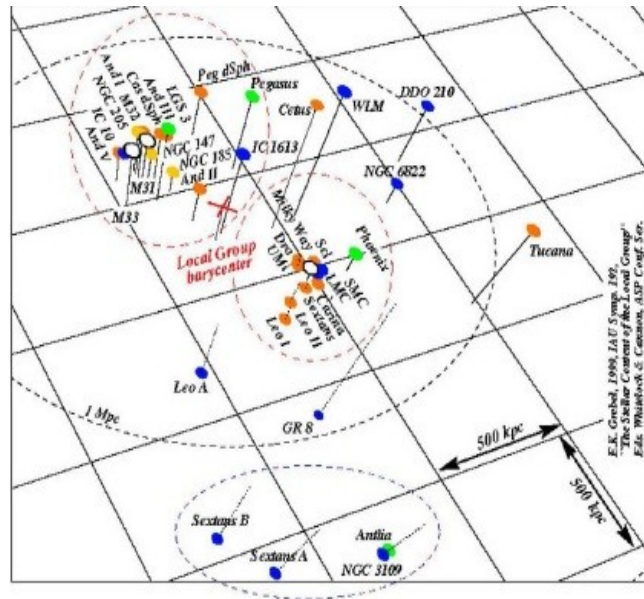


Figura 2.2 Una rappresentazione 3-D del Gruppo Locale (Grebel, 1999^[2]). I cerchi bianchi indicano le tre grandi spirali del Gruppo (MW, M31 e M33), quelli verdi le ellittiche nane, gli arancioni le dSphs e quelli blu le irregolari, tra cui le Nubi. Il tratteggio racchiude il raggio di 1 Mpc attorno al baricentro del Gruppo, indicato dalla crocetta rossa.

Si hanno poi altre due strutture fondamentali, nelle Nubi:

- la *corrente magellanica*, un ponte di idrogeno neutro che si origina nelle Nubi e che si estende per oltre 100° verso sud. L'origine di questa struttura è stata associata alle forti interazioni mareali esistenti tra le Nubi e con la MW;
- il *ponte magellanico*, composto di gas e stelle, che lega le Nubi tra loro.

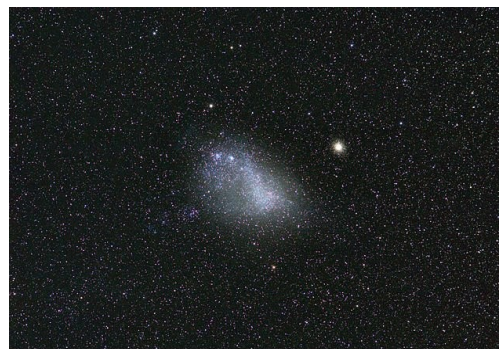


Figura 2.3 Una bella foto di SMC, firmata Zorzenon, Russiani e Narduzzi.



Figura 2.4 Un'immagine infrarossa di LMC, ottenuta dal satellite Spitzer (NASA-JPL Caltech-M.Meixner & the SAGE Legacy Team)

2.2 I sistemi stellari delle Nubi

I sistemi stellari delle Nubi di Magellano, in particolare gli ammassi globulari, mostrano caratteristiche molto diverse da quelli della MW. La tabella 2.1 schematizza le principali differenze.

Proprietà	LMC/SMC	MW
Età ^[3]	Pochi Myr \approx 13 Gyr	Tra 9 e 13 Gyr
Distribuzione ^[4]	Nell'intera galassia (a disco in LMC)	Nell'alone sferico galattico
Ellitticità ^[5]	maggiore	minore
Dimensioni ^[5] (a fissata distanza dal centro)	maggiori	minori

Tabella 2.1 Un confronto schematico tra le proprietà degli ammassi globulari delle Nubi e quelli della MW.

La distribuzione in **massa** dei sistemi stellari delle Nubi è mostrata in figura 2.5, dove è indicato anche il valore medio relativo a quelli della MW.

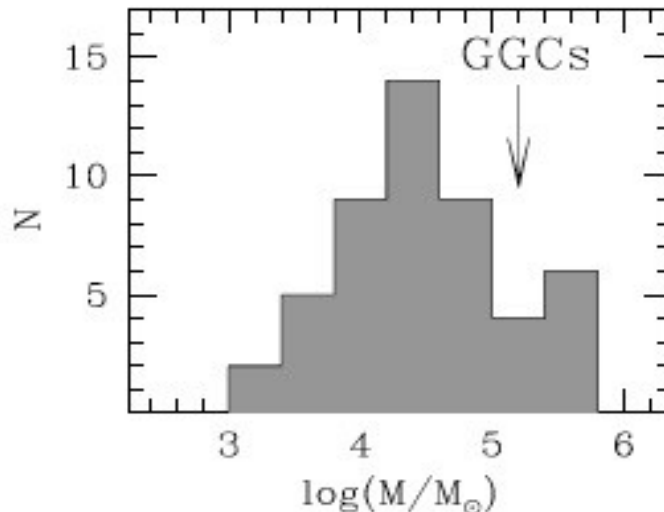


Figura 2.5 L'istogramma mostra la distribuzione in massa degli ammassi globulari di LMC. Per confronto, è indicato il valore medio dell'analoga distribuzione della MW (GGC: Galactic Globular Clusters, ammassi globulari Galattici). La figura è tratta da Mackey & Gilmore, 2003^[A].

Dal confronto emerge che in media gli ammassi di LMC sono meno massivi di un ordine di grandezza rispetto a quelli della MW; se questi ultimi hanno masse distribuite intorno a un valore medio di $10^5 M_{\odot}$, gli ammassi di LMC hanno un picco in massa intorno a $4 \cdot 10^4 M_{\odot}$. Per quanto riguarda la **distribuzione** spaziale, mentre gli ammassi della MW sono praticamente tutti nell'alone, quelli delle Nubi sono diffusi in tutta la galassia, con una distribuzione a disco.

Un aspetto la cui importanza apparirà in seguito (si veda sezione 2.4) è la differenza in **ellitticità**; la distribuzione in ϵ degli ammassi delle Nubi è evidenziata in figura 2.6, dove per confronto è indicato il valore medio di tale distribuzione della MW.

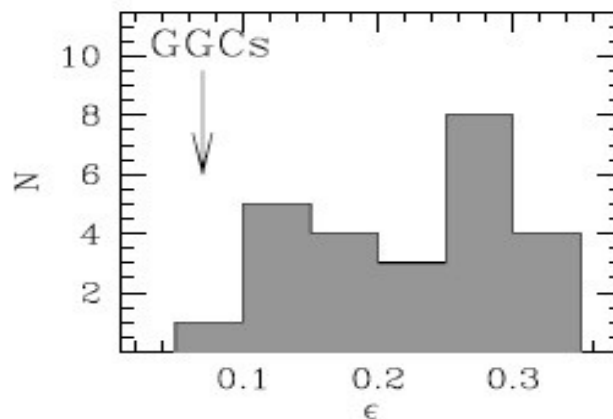


Figura 2.6 L'istogramma mostra la distribuzione in ellitticità degli ammassi globulari di LMC. Per confronto, è indicato il valore medio della distribuzione analoga nella MW (Geisler & Hodge, 1980^[B])

Dal grafico emerge che gli ammassi di LMC sono caratterizzati da ellitticità più alte di quelli della MW: infatti, oltre il 60% degli ammassi Galattici ha $\epsilon < 0.1$, mentre la distribuzione di LMC ha il picco intorno a ϵ comprese tra 0.2 e 0.3.

Ancora più importante è la distribuzione in età degli ammassi delle Nubi, descritta nella prossima sezione.

2.3 La distribuzione d'età degli ammassi delle Nubi

Nella MW gli ammassi globulari condividono la caratteristica di essere tutti oggetti vecchi, contraddistinti da età compresa tra 9 e 13 Gyr.

Gli ammassi globulari delle Nubi invece coprono l'intero range d'età, dagli oggetti giovanissimi di pochi Myr a quelli molto vecchi, di età comparabile a quelli della MW.

È una caratteristica alquanto interessante, dal momento che la storia di formazione stellare (Star Formation History) delle Nubi è ancora piuttosto sconosciuta. Sembra però che sia abbastanza frammentaria, con diversi episodi di formazione. La formazione stellare in LMC viene associata agli incontri ravvicinati con SMC, e alle conseguenti interazioni. Questa potrebbe essere anche l'origine della barra, che sembra aver avuto due fasi di formazione, una tra 4 e 6 Gyr fa e l'altra 1-2 Gyr fa. Il disco sembra invece avere un tasso di formazione stellare costante nel tempo. Per SMC l'incertezza è ancora maggiore; infatti, ci sono evidenze osservative che sembrano indicare una formazione frammentaria mentre altre suggerirebbero un tasso continuo.

Nelle Nubi convivono sistemi stellari di diversa età, che possono essere raggruppati in tre famiglie:

- **Popolazioni giovani:** l'intensa attività di formazione stellare in corso nelle Nubi è provata dalla presenza di numerosi ammassi globulari di età inferiore a 1 Gyr.
- **Popolazioni intermedie:** questa famiglia include le popolazioni di età compresa tra circa 500 Myr e 10 Gyr d'età. La maggioranza degli ammassi di entrambe le Nubi rientra in questa categoria, anche se LMC manifesta un *Age Gap*, una mancanza totale di oggetti di età compresa tra i 3 e gli 11 Gyr. In realtà sembrerebbe che ci sia in LMC un ammasso la cui età rientra in questo range, ma è probabile che si tratti di un oggetto nato in SMC (che ha una distribuzione continua di età, senza age gap) e catturato marealmente da LMC. Il gap è spiegato da tre possibili ipotesi:
 - dopo un burst iniziale all'epoca della formazione della galassia (11-12 Gyr fa), la formazione stellare si è fermata per poi riprendere solo 3 Gyr fa;
 - la formazione non si è interrotta: gli ammassi di età compresa tra 3 e 11-12 Gyr sono semplicemente stati strappati marealmente o, terza ipotesi, distrutti dal campo mareale di LMC.
- **Popolazioni vecchie:** questi ammassi, di età superiore agli 11 Gyr, sono coevi a quelli della MW e composti da stelle nate praticamente insieme alle Nubi.

Un ampio range di età corrisponde a un ampio range di metallicità, in quanto l'evoluzione stellare, come si è visto nel capitolo 1, arricchisce il mezzo da cui si formano le generazioni successive di stelle.

2.4 Candidati sistemi di ammassi globulari binari in LMC

Nelle sezioni precedenti sono state descritte le importanti differenze tra la popolazione di ammassi delle Nubi e quella della MW, che potrebbero essere legate ai processi di formazione

degli ammassi stessi. Secondo Bekki et al.2004^[6], il grande numero di sistemi stellari di LMC è dovuto alle interazioni mareali con la vicina SMC.

Dalle loro simulazioni emerge infatti che ammassi compatti possono originarsi al centro di due nubi in collisione, come conseguenza di shock, compressioni e dissipazioni, che si legano anche a velocità relative delle nubi piuttosto alte, tra i 10 e i 60 km/s. Il parametro d'impatto si lega al fatto che si generi un ammasso singolo o un sistema di ammassi binari¹⁰, e l'efficienza di formazione stellare dipende dal rapporto iniziale tra la velocità relativa delle nubi e la velocità del suono del gas¹¹. L'idea che l'origine degli ammassi sia da cercare nelle interazioni tra LMC e SMC sembra essere supportata dalla coincidenza tra le epoche di burst e quelle di incontro ravvicinato tra le due galassie.

Dalle simulazioni emerge che il passaggio al pericentro orbitale di SMC induce, attraverso le intense forze mareali che si vengono a creare, la formazione di strutture asimmetriche, come barre e bracci di spirale, in entrambe le Nubi. La forza mareale agente a grande scala poi rende casuale il moto delle nubi molecolari, aumentando di oltre un fattore 4 il tasso di collisioni tra esse.

Dalle stesse simulazioni emerge poi che la formazione delle strutture avviene attraverso la nascita di "subclusters" che poi mergono generando un singolo ammasso o sistemi di ammassi binari.

Infatti, le osservazioni compiute su LMC hanno mostrato un elevato numero di coppie di ammassi globulari con una separazione apparente massima di 1.4' (distanza angolare corrispondente, alla distanza di LMC, a circa 20 pc). La piccola separazione angolare di questi ammassi ha portato a pensare che potesse trattarsi di sistemi binari legati gravitazionalmente.

Il 20% degli ammassi globulari di LMC sembra appartenere a un sistema multiplo (binario o triplo), mentre è importante sottolineare che nessun ammasso della MW mostra evidenze del genere¹², e questa è un'altra fondamentale differenza tra le due galassie. Di questi sistemi multipli apparenti, il 50% potrebbero essere effettivamente sistemi legati^[11]. Questi risultati sono stati ottenuti da un approccio statistico, ma devono essere confermati dall'analisi dettagliata di un certo campione di questi sistemi..

La grande abbondanza di sistemi doppi (o multipli) può essere spiegata in tre modi:

- si tratta di una vicinanza solo prospettica e gli ammassi in realtà sono isolati;
- sono effettivamente sistemi legati nati tali, in cui gli oggetti si sono formati nello stesso momento a partire dalla stessa nube molecolare;
- sono sistemi legati i cui oggetti si sono formati a partire da nubi molecolari diverse, forse anche in epoche diverse, e si sono legati in seguito per effetto di interazioni mareali.

Gli ammassi globulari formati dalla stessa nube hanno la stessa età e metallicità.

Un sistema binario di ammassi globulari accertato in LMC è rappresentato dalla coppia NGC2136/NGC2137 (descritta in Mucciarelli et al.,2012^[10] e mostrata in figura 2.7). Si tratta di due ammassi (NGC2137 è meno massivo di un fattore 0.16), coevi, con gli stessi profili di velocità radiale e metallicità. Si tratta quindi di un sistema binario nato dalla stessa nube molecolare nello stesso momento.

Una volta formati, l'evoluzione dei sistemi binari dipende dalle condizioni iniziali, come emerge da simulazioni a N corpi (Bhatia & Hatzidimitriou, 1988^[12]).

Se gli ammassi che formano il sistema sono molto separati, sono destinati ad allontanarsi

¹⁰ Un parametro d'impatto piccolo favorisce la formazione di un ammasso singolo.

¹¹ Un alto valore di questo rapporto è associato a una bassa efficienza di formazione stellare.

¹² Si osservano sistemi simili però in SMC^[7], in NGC5128^[8], M31^[9], mentre nella MW sembra esserci soltanto un sistema binario formato dagli ammassi aperti NGC869 e NGC884^[10].

sempre di più fino a dar luogo a due sistemi stellari isolati.

Se, invece, il sistema è molto stretto, l'evoluzione porterà a un merging, con la formazione di un solo ammasso globulare risultato della fusione dei due originari.

Quest'ultimo caso è particolarmente significativo. Un ammasso globulare risultato di un merging è identico a quelli nati isolati ad eccezione dell'ellitticità, che rimane alta. Il fatto che molti ammassi di LMC abbiano ellitticità molto alte (con ϵ tra 0.25 e 0.45), come già evidenziato nella sezione 2.2, potrebbe indicare la loro origine in seguito a merging di ammassi binari (Mucciarelli et al., 2012^[10], Mucciarelli et al., 2007^[13]). Anche il sistema NGC2136/2137 è destinato a mergere, su un tempo scala dell'ordine del periodo orbitale (~ 38 Myr).

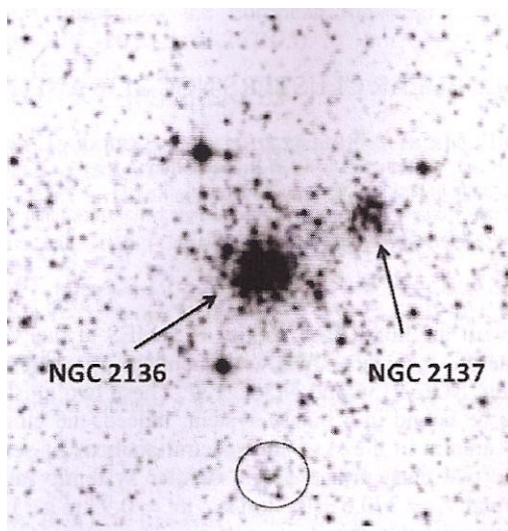


Figura 2.7 Il primo sistema binario accertato di LMC, formato da NGC2136 e NGC2137. L'immagine, catturata in banda V, è estratta dall'articolo di Mucciarelli et al. 2012^[10], ed è presa dal Digital Sky Survey Archive. Il cerchio evidenzia una possibile terza componente del sistema.

Una precisa definizione di quanti siano effettivamente i sistemi di ammassi globulari multipli gravitazionalmente legati è importante nell'ambito dello studio della formazione ed evoluzione di sistemi stellari giovani e sul ruolo giocato dall'ambiente sulla formazione delle strutture.

Tutto questo spiega perché si punti molto sulla ricerca¹³ e sull'analisi di sistemi multipli di ammassi globulari, per migliorare le statistiche su quanti di essi siano effettivamente legati gravitazionalmente. Le informazioni che possono venire da questi sistemi infatti sono importanti ai fini della conoscenza delle interazioni tra galassie (in questo caso in particolare, tra le Nubi; si è detto che potrebbero essere le loro interazioni mareali a innescare la formazione stellare), ma anche su quanto gli ammassi tengano traccia della nube progenitrice; i sistemi stellari più vecchi potrebbero costituire testimonianze della composizione primordiale della galassia. Infine, un alto numero di sistemi legati costituirebbe un buon campione statistico su cui andare a studiare la formazione e l'evoluzione degli ammassi stellari stessi.

¹³ Un esempio viene dal lavoro descritto in Bica et al., 1996^[14], dove viene analizzato un campione di 624 ammassi stellari di LMC.

2.5 Determinazione della natura binaria

Da quanto scritto precedentemente emerge che è fondamentale determinare in modo solido la natura binaria dei sistemi.

Gli osservabili che in linea di principio permettono di determinare l'effettiva binarietà di due ammassi in una coppia sono:

1. Studi di carattere **fotometrico**. La determinazione dei CMD per ciascuno degli ammassi in una coppia fornisce la prima informazione sulle caratteristiche dei sistemi. Si possono infatti determinare (a) l'*età* dei due sistemi stellari, e (b) in base ai profili di *densità*, le caratteristiche strutturali dei due sistemi. Da questo si possono fare una serie di considerazioni sulla possibilità che i sistemi si siano formati o meno simultaneamente e stabilire se il profilo di densità combinato dei due sistemi isolati riproduce quello osservato o meno. In più l'analisi fotometrica fornisce una selezione dei target più idonei per le osservazioni spettroscopiche.
2. Studi di carattere **spettroscopico**. Osservazioni spettroscopiche di un sub-set di stelle opportunamente selezionati nei due sistemi forniscono informazioni (a) sulla *velocità radiale* che permette di stabilire se le stelle sono soggette allo stesso potenziale gravitazionale e (b) sulla *composizione chimica* dei sistemi. Infatti ammassi che condividono la stessa composizione chimica si sono quasi certamente formati dalla stessa nube.

Si presti attenzione al fatto che l'età e la composizione chimica non sono in alcun modo legate alla natura del sistema: ammassi coevi e/o con la stessa chimica non necessariamente sono legati, e quelli di diversa età e metallicità potrebbero invece esserlo, proprio per i due possibili meccanismi di formazione descritti.

L'età è comunque un dato importante in quanto va a legarsi ai tempi scala di formazione delle strutture (Elmergreen et al., 2007^[15]).

Obiettivo di questa Tesi è ridurre e analizzare i cataloghi relativi a tre diverse candidate coppie di ammassi globulari binari di LMC. Per tutte le coppie si sono ottenuti i CMD da cui è stata derivata l'età, i profili di densità e i parametri strutturali di ciascun ammasso in ciascuna coppia. Per la coppia più promettente sono state effettuate anche simulazioni per riprodurre il profilo di densità combinato. Questo campione fotometrico sarà utilizzato in futuro per le osservazioni spettroscopiche che completeranno l'analisi di queste coppie.

Capitolo 3

Riduzione Dati

In questo capitolo si descriveranno i data-set e le procedure di analisi preliminari usate in questa Tesi.

Si parte quindi con una descrizione generale delle caratteristiche del Very Large Telescope (VLT) dell'ESO e sui suoi strumenti, per passare alla descrizione dei dati a disposizione, e poi alle fasi di elaborazione necessarie all'ottenimento del catalogo finale.

3.1 ESO VLT e FORS2

3.1.1 ESO VLT

Il VLT (Very Large Telescope) è un sistema di telescopi ottici costruito dall'ESO (European Southern Observatory). Situato nel deserto di Atacama sul Cerro Paranal, in Cile, a una quota di 2635 m sul livello del mare, è composto da quattro grandi telescopi principali a montatura altazimutale affiancati da quattro telescopi ausiliari di piccole dimensioni.

I quattro strumenti principali sono riflettori a grande campo Ritchey-Chrétien¹⁴ aventi specchio primario di 8.2 m di diametro e secondario da 0.94 m¹⁵. Per le dimensioni del primario, i telescopi VLT sono tra i più grandi al mondo.

Il primo dei quattro telescopi di VLT è diventato operativo il primo aprile del 1999; l'ultimo, su cui è installato il sistema di ottica adattiva, ha visto la prima luce il 4 settembre del 2000. Chiamati Unit Telescop (UT) 1, 2, 3 e 4, i telescopi di VLT hanno “nomi propri” presi dall'antica lingua locale. In particolare, UT1 è Antu (il Sole), UT2 Kueyen (la Luna), UT3 Melipal (la Croce del Sud) e UT4 Yepun (inizialmente si pensava a Sirio, ma probabilmente è Venere).

I telescopi VLT osservano nel vicino UV, nel visibile, e nel vicino-medio IR¹⁶. Possono lavorare come 4 strumenti indipendenti, ma anche come un unico strumento, ottenendo immagini interferometriche ad altissima risoluzione.

¹⁴ La configurazione Ritchey-Chrétien è un'evoluzione della Cassegrain capace di ridurre ulteriormente l'aberrazione off-axis. A differenza del Cassegrain, gli specchi R-C sono entrambi iperbolici.

¹⁵ C'è anche uno specchio terziario, ellittico, dalle dimensioni di 1.242 x 0.866 m.

¹⁶ Per la precisione, la banda di lavoro è compresa tra i 300 nm e i 24 μm .

Nella tabella seguente, è riportato un elenco degli strumenti disponibili al VLT.

Strumento	Descrizione
FORS2	CCD e spettrografo in luce visibile; si veda paragrafo 3.1.2
ISAAC	CCD e spettrografo per la banda IR
UVES	Spettrografo ad alta risoluzione per la banda tra 300 nm e 1 μm
FLAMES	Spettrografo multi-oggetto collegato a fibre ottiche; permette lo studio di centinaia di sorgenti contemporaneamente
NACO	Parte del sistema di ottica adattiva. Produce immagini IR nitide quanto quelle spaziali, e include uno spettrografo, un polarimetro e un coronografo
VISIR	Fornisce immagini e spettri nella banda del medio IR, tra 10 e 20 μm
SINFONI	Spettrografo di media risoluzione operante in IR (1-2.5 μm); sfrutta l'ottica adattiva
CRIRES	Spettrografo a risoluzione $R=100\,000$ nel vicino IR (1-5 μm)
HAWK-I	CCD per il vicino IR, operante in banda K (tra 2.0 e 2.5 μm)
VIMOS	Spettrografo multioggetto, in grado di gestire fino a 1000 sorgenti contemporaneamente su un campo di 14 x 14 arcmin
X-Shooter	Di seconda generazione, è uno spettrometro a banda larga (dall'UV all'infrarosso vicino) concepito per studiare sorgenti rare e ancora non identificate
PIONIER	Combina la luce dei 4 telescopi da 8 m ottenendo dettagli con una risoluzione 16 volte maggiore di quella dei telescopi singoli
PRIMA	Strumento per l'interferometria che usa sia i 4 telescopi principali che i secondari. Consente l'osservazione di oggetti deboli in alta risoluzione
AMBER	Sensore in grado di far interferire fino a 3 fasci nel vicino IR
MIDI	In grado di far interferire 2 fasci nel medio IR

Tabella 3.1 Elenco degli strumenti di VLT e breve descrizione

Per le sue caratteristiche, VLT è utilizzato per la ricerca e/o l'osservazione di una grande varietà di sorgenti astronomiche, come pianeti extrasolari, sistemi proto-planetari, galassie ad alto redshift e regioni di formazione stellare.

I telescopi ausiliari hanno un diametro di 1.8 m e sono adatti a lavorare in interferometria ogni notte. VLTI, l'interferometria data dai telescopi maggiori, è infatti limitata a poche notti all'anno.



Figura 3.1 Due belle immagini di VLT: a sinistra, una vista sulle 4 grandi cupole, e a destra si può vedere in funzione il laser dell'ottica adattiva.

3.1.2 FORS2

Il presente lavoro fa uso di immagini acquisite con lo strumento FORS2.

FORS2 (FOcal Reducer and low dispersion Spectrograph) consiste di un CCD operante in luce visibile e uno spettrografo multi-oggetto. Esso è in grado di coprire un campo di vista di 6.8' x 6.8' in modalità standard e 4.2' x 4.2' in alta risoluzione. Quest'ultima configurazione è stata scelta per i dati utilizzati in questa Tesi. FORS2 è identico al suo predecessore, FORS1, dismesso nell'aprile del 2009.

Il detector di FORS2 è composto da due CCD di 2000x4000 pixel, “divisi” in due chip di 1000 x 2000 pixel ciascuno; i pixel hanno una dimensione fisica di 15 μm (che corrisponde a circa 0.15 arcsec proiettata nel cielo).

Nella tabella 3.2, sono elencate le diverse modalità di osservazione di questo versatile strumento. Nella 3.3, invece, sono elencati i filtri disponibili.



Fig 3.2 Lo strumento FORS2(giallo) al fuoco Cassegrain di uno dei telescopi VLT

Nome	Modalità
IMA	Imaging
OCC	Imaging con barre d'occultamento
LSS	Spettroscopia long-slit
MOS	Spettroscopia multi-oggetto con slits mobili
MXU	Spettroscopia multi-oggetto con maschera
HIT-I	High Time Resolution Imaging
HIT-S	High Time Resolution Spectroscopy
HIT-MS	High Time Resoluyion Multiple Shift
IPOL	Polarimetria imaging
PMOS	Spettro-polarimetria multi-oggetto

Tabella 3.2 Elenco delle possibili modalità d'osservazione di FORS2

Filtro	λ (nm)	FWHM (nm)
u_HIGH+112	361	50.5
b_HIGH+113	440	103.5
v_HIGH+114	557	123.5
g_HIGH+115	470	160.5
R_SPECIAL+76	655	165.0
I_BESS+77	768	138.0
z_GUNN+78	910	130.5

Tabella 3.3 Elenco dei filtri disponibili su FORS2, con relativa lunghezza d'onda centrale e FWHM. Il nome dei filtri è seguito dal numero ESO associato. I filtri evidenziati sono quelli utilizzati per le osservazioni compiute.

3.2 Acquisizione dei data-set

I data-set analizzati consistono in una combinazione di immagini ottenute con FORS2 nella modalità “high-resolution”¹⁷ per 3 diverse coppie di ammassi in LMC.

3.2.1 NGC 1836/BRHT4b

La prima coppia ad essere stata osservata è NGC1836/BRHT4b, di cui si può vedere un'immagine in figura 3.3. Nel campo di vista campionato da questo puntamento, è presente un terzo sistema stellare, identificato con NGC1839.

Il tripletto è stato osservato il 5 ottobre del 2012, tra le 06:24 e le 07:12. Sono state ottenute 30 immagini (rispettivamente, 15 nel filtro V e 15 nel filtro I). Le immagini sono state acquisite con diversi tempi di esposizione: 10 con tempi di esposizione lunghi (100 secondi) e 5 con

¹⁷ Le immagini sono state catturate utilizzando anche la tecnica del dither-pattern.

tempi di esposizione brevi (10 secondi).

Le esposizioni lunghe servono per osservare con un adeguato segnale-rumore le stelle più deboli, mentre le brevi sono state utilizzate per evitare il fenomeno della saturazione per le stelle più brillanti.

A questo data-set d'ora in avanti posso riferirmi, quando necessario, chiamandolo col nome "generico" di "data-set coppia 1".

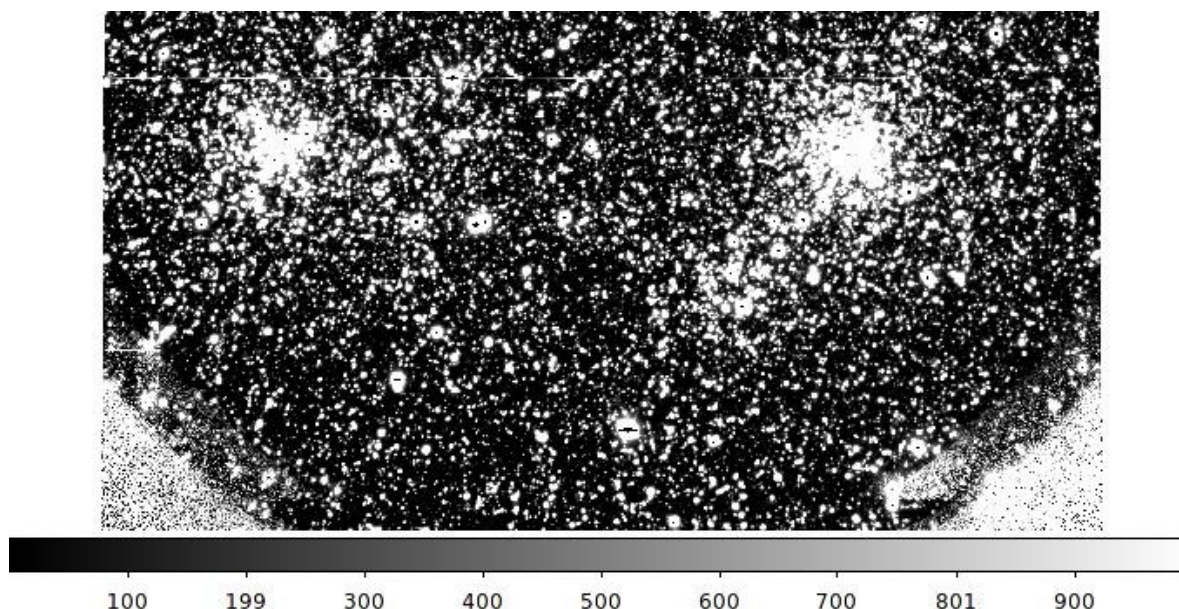


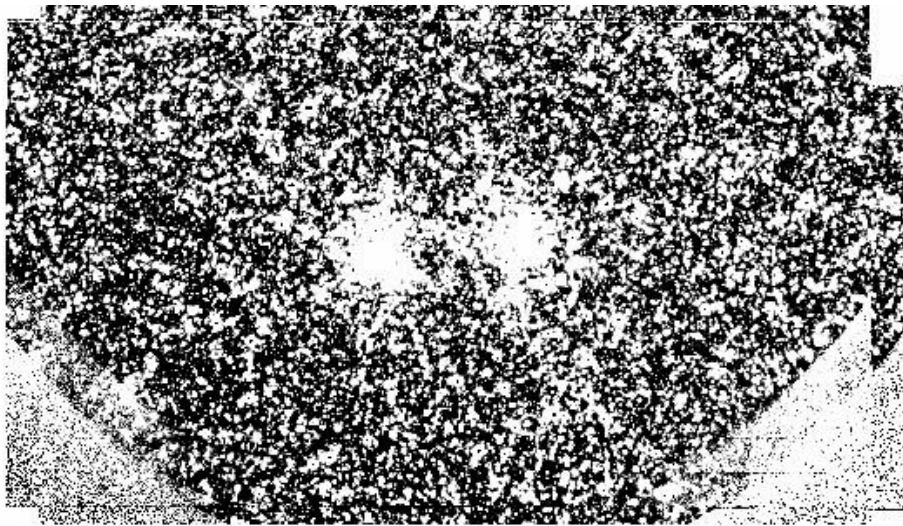
Figura 3.3 Immagine montata del chip 2 del data-set coppia 1, in cui si possono vedere alcuni dei target di questo lavoro. L'ammasso più a destra è NGC1836. Il piccolo ammasso di stelle che ha in basso a sinistra è BRHT4b. Infine, l'ammasso di sinistra è l'oggetto estraneo alla coppia, NGC 1839.

3.2.2 SL 385/SL 387

Anche per questa coppia di target, la cui immagine è riportata in figura 3.4, nel campo di vista coperto da FORS2 è presente un terzo sistema stellare, non identificato.

Le immagini relative a questa coppia sono state ottenute il 29 dicembre 2012 tra le 01:10 e le 3:10. Sono state acquisite 17 immagini nel filtro I e 16 nel filtro V. Anche in questo caso sono state effettuate esposizioni lunghe e brevi, rispettivamente 10 lunghe (240 s) e 7 brevi (10 s) nel filtro I e 10 lunghe (280 s) e 6 brevi (10 s) nel filtro V.

In seguito mi riferirò a questo set di immagini con il nome di "data-set coppia 2".



100 199 300 400 500 600 700 801 900

Figura 3.4 Immagine montata del chip 2 del data-set coppia 2. Quella che si vede è la coppia target, in cui l'ammasso di destra è SL385, quello di sinistra SL387. L'ammasso esterno qui appare nel chip1.

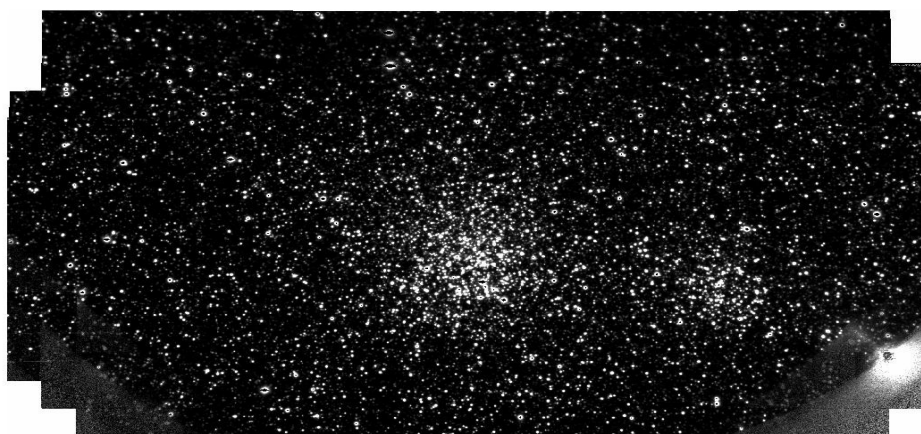
3.2.3 SL 349/SL 353

Al contrario dei due target precedenti, nel caso di questa coppia, nel campo di vista di FORS2 non è rilevabile nessun altro sistema stellare. Un'immagine dei target è visibile in figura 3.5.

Le osservazioni sono state compiute il 5 ottobre 2012 tra le 07:24 e le 08:17, e il 26 ottobre 2012 tra 07:16 e le 08:09. Sono state acquisite 32 immagini, 16 nel filtro I e 16 nel filtro V.

Anche queste immagini sono state acquisite con diversi tempi di esposizione: 10 lunghe (240 s) e 6 brevi (10 s) per il filtro I, 10 lunghe (280 s) e 6 brevi (10 s) per il filtro V.

A questo data-set potrei riferirmi, per brevità, col nome di “coppia 3”.



997 1994 3001 3998 5005 6002 6999 8006 9003

Figura 3.5 Immagine montata del chip 2 della coppia 3. Quella che si vede è la coppia target, in cui l'ammasso di sinistra è SL349, quello di destra SL353.

3.3 Pre-riduzione

Il primissimo passaggio, quando si opera con le immagini ottenute da un CCD (immagini “raw”), è la cosiddetta “pre-riduzione”.

La pre-riduzione è l'insieme delle operazioni svolte al fine di correggere le immagini scientifiche da bias e alterazioni introdotte dallo strumento. Per effettuare tali correzioni sono necessarie le immagini di bias e flat-field.

- Il BIAS è un'immagine ottenuta ad otturatore chiuso e per un tempo di posa breve (pari al tempo minimo consentito dallo strumento). Si utilizza allo scopo di eliminare il rumore elettronico introdotto dal rivelatore.
- Il FLAT-FIELD sono una serie di immagini ottenute (per ciascun filtro) osservando una sorgente uniformemente illuminata, come la cupola del telescopio o uno schermo illuminato da una luce artificiale, o il cielo all'alba o al tramonto. Si utilizza per eliminare le disomogeneità nella risposta dei singoli pixel.

Queste operazioni vengono compiute usando il software IRAF (Image Reduction and Analysis Facility), attraverso gli appositi task che verranno descritti di volta in volta.

3.3.1 Creazione del masterbias

Quando sono state catturate un certo numero di immagini di bias, queste vanno mediate per ottenere un bias medio chiamato masterbias, che dovrà poi essere sottratto alle immagini.

Prima di poter combinare i bias, bisogna controllare che i loro conteggi siano stabili e perlopiù uniformi. Questo può essere fatto attraverso il task di IRAF `imstat` con il quale è possibile ottenere analisi statistiche sui conteggi delle immagini e/o compiere semplici operazioni matematiche sulle immagini. Tra i dati facilmente ottenibili ci sono la media e la deviazione standard di ogni immagine di bias.

Per tutte e tre i data-set, le medie dei conteggi delle immagini di BIAS sono omogenee e le deviazioni standard non troppo grandi. Questo significa che i bias sono stabili, e si può allora procedere con la media.

Si usa la task `zerocombine`, contenuta in `imred/ccdred`. Al programma viene fornita in input una lista di immagini BIAS (preventivamente controllata con la task `imstat`). L'output sarà l'immagine mediata: il cosiddetto masterbias.

A questo punto, si sottrae il masterbias così ottenuto a tutte le immagini, inclusi i flat.

3.3.2 Creazione dei masterflat

Al contrario dei bias, i flat variano con i filtri usati. In questo caso si deve quindi creare un masterflat per la banda I e uno per la banda V.

Con `imstat` si controlla l' omogeneità dei flat raccolti, dopodiché si usa il task `flatcombine`, che funziona esattamente come `zerocombine`, generando i masterflat.

I flat andrebbero anche normalizzati¹⁸, ma questa operazione viene compiuta in automatico dal prossimo task che si usa (si veda il paragrafo successivo).

¹⁸ Se I è l'immagine originale, quella scientifica sarà data da $S = (I-B)/(F-B)$, con B bias e F flat.

3.3.3 Correzione dei data-set

Ottenuti i masterflat, si può passare alla loro applicazione alle immagini raw (del filtro corrispondente) attraverso il task `ccdproc`. Al programma viene fornita in input la lista di immagini raw da correggere, e in output la lista con i nomi da assegnare alle immagini che saranno generate. Si ottengono in questo modo le immagini pre-ridotte, corrette cioè dalle imperfezioni strumentali del CCD.

Questa operazione è stata effettuata per tutte le immagini dei 3 data-set a nostra disposizione.

3.4 Analisi fotometrica

L'analisi dei dati di questa Tesi è stata eseguita seguendo l'approccio del PSF-fitting. In particolare, si è fatto uso del software DAOPHOT II (si veda in Appendice), seguendo i principali passaggi descritti di seguito.

Per ogni immagine da analizzare, si deve creare un file di parametri in cui si vanno a specificare i seguenti valori:

- **re**: è il read-out noise, da esprimere in elettroni. È il rumore che si aggiunge al segnale in fase di lettura;
- **ga**: è il gain, il numero di elettroni generati da ogni fotone incidente;
- **hi**: è il limite di saturazione. È buona regola comunque ridurre il valore della saturazione di circa il 10% per indicare il valore dei conteggi in cui il ricevitore comincia ad uscire dal regime di linearità;
- **ex**: è il numero di passaggi da compiere per ricavare la PSF¹⁹;
- **wa**: è il rumore dell'output;
- **ps**: è il raggio in pixel della stella più brillante;
- **varia**: è il grado del polinomio che descrive il possibile cambiamento della PSF di best-fit lungo il CCD;
- **Analytic**: indica a quale famiglia di modelli di PSF deve fare riferimento per il fit;
- **low good datum**;
- **thre**: è la threshold. Indica quali devono essere i conteggi minimi per considerare l'oggetto una sorgente. Questo parametro viene espresso in unità di σ della distribuzione dei conteggi del fondo cielo;
- **FWHM**: è la larghezza a metà altezza (Full Width Half Maximum) della funzione di PSF e va determinata immagine per immagine, si veda più sotto;
- **fitr**: è il fitting radius, che in media dev'essere posto uguale al doppio della FWHM.

I primi due parametri, `re` e `gain`, sono indicati nell'header dell'immagine, un file di informazioni associato a ogni immagine fits.

Una volta espressi nelle unità giuste, possono essere sostituiti nel file di parametri. Il read-out noise del chip1 è 2.70 elettroni, mentre per il chip2 è 3.60 elettroni. Il gain per entrambi i chip è 0.80.

¹⁹ La PSF è la Point Spread Function. Una sorgente puntiforme sul piano focale del telescopio appare come un dischetto di dimensioni finite. La PSF è la funzione che descrive la distribuzione di brillantezza di questo dischetto.

Il limite di saturazione²⁰ è tra i dati riportati nella pagina web ESO dedicata a FORS2: è di 120000 elettroni.

I parametri `ex`, `wa` e `low good datum` vanno lasciati con i valori di default. Anche `varia va` lasciato a 1, che è il suo valore di default e che indica una variazione lineare della PSF lungo il CCD.

Il valore di `ps` corrisponde al raggio in pixel della stella più brillante dell'immagine (anche se leggermente satura). Questo parametro va ovviamente determinato su ciascuna immagine.

In `analytic` si può scegliere se specificare la famiglia di modelli di PSF tra cui cercare o se lasciarlo libero di assumere il modello che gli dà il χ^2 minore. Il programma ha a disposizione 6 famiglie di PSF²¹. Nel nostro caso il parametro è stato assunto "-6", lasciando così la possibilità di considerare tutte le 6 famiglie di PSF.

La `threshold` è la soglia, espressa in unità di σ della distribuzione di conteggi del fondo cielo. Al di sopra di tale valore, ciascun picco identificato nell'immagine sarà considerato come una sorgente stellare da analizzare. Con un fondo cielo di 100 conteggi, ad esempio, assumendo una distribuzione poissoniana si ha $\sigma = \sqrt{100} = 10$. Se indichiamo 3 come `threshold`, significa che consideriamo sorgenti quelle con almeno 3σ conteggi, cioè 30. Nel nostro caso, impostiamo una `threshold` pari a 6.

Anche la stima della **FWHM** va ottenuta indipendentemente per ogni immagine. Per questo scopo, si usano congiuntamente `ds9` e il task `daoedit` di IRAF. Si scelgono una decina di stelle brillanti ma non sature e il più isolate possibile (distanti almeno 8-9 pixel da altre stelle). Tra le informazioni fornite da `daoedit` per ciascuna stella ci sono il centro, una stima della magnitudine, ma soprattutto la FWHM, oltre a un profilo di brillantezza come quello di figura 3.6. La FWHM media di questa decina di stelle è il valore assunto come FWHM dell'intera immagine, ed è questo il valore da inserire nel file di parametri.

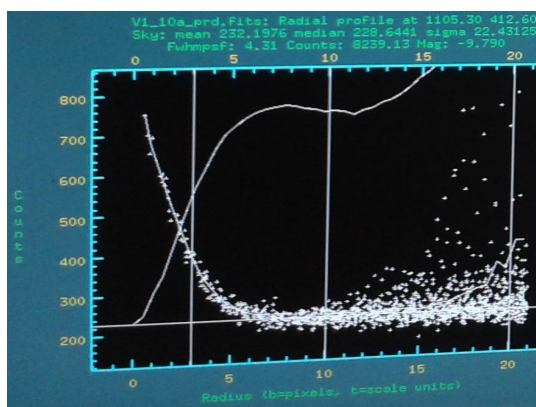


Figura 3.6 Il grafico di una stella adatta alla misurazione della FWHM

²⁰ Quando una radiazione particolarmente intensa colpisce un pixel, arrivano tantissimi fotoni che generano a loro volta tantissimi elettroni: se il pixel raggiunge un numero limite di elettroni, a quel punto nell'immagine quel pixel appare nero, e si dice che è saturato.

²¹ Ci sono gaussiane, moffattiane a diversi σ di confidenza, e funzioni di Lorentz e di Penny.

3.4.1 Fotometria d'apertura

Una volta creati i file di parametri (di estensione .opt) per ciascuna immagine, il primo step consiste nell'ottenere una prima stima della magnitudine attraverso la fotometria di apertura. Tale stima si ottiene mediante l'utilizzo dei task DAOPHOT `find` e `photo`. Il primo genera un file con le coordinate delle stelle trovate sopra la soglia definita dalla `threshold`; è possibile convertirlo in un file opportunamente formattato (chiamato "region") che può essere facilmente visualizzato, sovrapposto all'immagine con "ds9", così da controllare che la procedura non abbia considerato oggetti sbagliati o escluso sorgenti importanti. Il secondo esegue la fotometria di apertura sulle stelle indicate dal primo fornendo un file che riporta la magnitudine di apertura di ciascuna stella; in particolare, tale valore risulta tipicamente affidabile solo per le stelle brillanti, mentre non viene di fatto calcolato per le stelle deboli.

La tabella 3.4 raccoglie i valori di FWHM medi per i tre data-set, indicando a quale chip e a quale filtro si riferiscono, con distinzione anche tra esposizioni brevi e lunghe. Viene anche riportata la magnitudine limite strumentale ottenuta dalla stima degli oggetti più deboli identificati in ciascun chip. Questa stima NON è calibrata e va considerata solo come indicativa del livello di profondità delle immagini a nostra disposizione.

Data-set	FWHM		Mag. Limite	
Coppia 1 (NGC1836/BRHT4b)	Chip1 I: 3.63	3.20	Chip1 I: 15.9	17.2
	Chip1 V: 4.99	3.59	Chip1 V: 16.0	17.2
	Chip2 I: 3.69	3.13	Chip2 I: 16.1	17.2
	Chip2 V: 5.05	4.56	Chip2 V: 16.1	17.3
Coppia 2 (SL385/SL387)	Chip1 I: 4.57	4.56	Chip1 I: 15.2	16.9
	Chip1 V: 5.05	5.19	Chip1 V: 15.0	16.9
	Chip2 I: 4.63	4.32	Chip2 I: 15.3	17.0
	Chip2 V: 5.00	5.02	Chip2 V: 14,8	16.9
Coppia 3 (SL349/SL353)	Chip1 I: 4.54	3.89	Chip1 I: 16.0	17.2
	Chip1 V: 4.43	4.25	Chip1 V: 16.1	17.3
	Chip2 I: 4.33	3.45	Chip2 I: 16.2	17.3
	Chip2 V: 4.43	4.56	Chip2 V: 16.1	17.2

Tabella 3.4 Le FWHM medie e le magnitudini limite medie ottenute con la prima fotometria di apertura. I valori di ogni chip e filtro sono a coppie, il primo si riferisce alle immagini a lunga esposizione e il secondo a quelle brevi. Ad esempio, nel chip1 filtro I del data-set coppia 1, il 3.63 è la FWHM media delle immagini I del chip1 a 100 s, mentre il 3.2 è quella delle I da 10 s, sempre del chip1.

Il data-set della coppia 3 è stato acquisito in due notti diverse (si veda paragrafo 3.2.3) e la seconda notte le FWHM sono risultate più alte, indice di un peggiore seeing.

3.4.2 Ricerca del modello di PSF

I file con le coordinate e con le aperture generati servono adesso per selezionare il miglior modello di PSF per ciascuna immagine.

La procedura automatica che serve adesso è `./auto_psf.com`. È necessario inserire una serie di informazioni, per ciascuna immagine, come per esempio la stima della magnitudine limite ottenuta dalla fotometria di apertura. Inoltre, risulta consigliabile escludere dall'analisi le regione più interne degli ammassi stellari considerati, lavorando solo sulle regione più esterne. Per i data-set delle coppie 1 e 3, si agisce solo sul chip 2 perché tutti gli ammassi si trovano lì, mentre per il data-set coppia 2 bisogna operare su entrambi i chip, visto che i targets sono distribuiti sull'intero campo di vista di FORS2.

La procedura cerca più volte il miglior modello di PSF, scegliendo tra le 6 famiglie di modelli disponibili quello con il χ^2 minore, e ripulisce, dopo ogni ricerca, la lista di stelle da oggetti problematici. Ripulendo e riorganizzando più volte la lista di stelle, alternando la ricerca di PSF a una procedura chiamata `allstar`, si arriva infine ad applicare il modello di best-fit a tutte le stelle dell'immagine.

In questa fase, i data-set delle coppie 1 e 3 non danno problemi. Per la 2 si rendono invece necessarie alcune modifiche, perché la procedura di ricerca del modello di PSF non riesce a lavorare sulle immagini di questo data-set: alla prima ripulitura della lista di stelle, non rimangono oggetti su cui poter proseguire.

Prima di tutto, le immagini lunghe di questo data-set devono essere normalizzate per il tempo di esposizione. Lo si fa con IRAF, attraverso il task `imarith`, che compie operazioni matematiche sulle immagini. La procedura andrà ad agire sulle immagini normalizzate, dopo aver modificato gli `.opt` inserendo un limite di saturazione di 250 e una `threshold` pari a 3. Per le lunghe V poi il problema è ancora più pesante. Per riuscire a lavorarci, si deve fissare una magnitudine limite di 19 indipendentemente da quanto ottenuto col `find`, mentre nell'`.opt` si pone la saturazione a 100 e il `fit` uguale alla `FWHM` (e non al suo doppio come invece è stato considerato finora), la `threshold` viene messa a 3 e `analytic = -4` (perché altrimenti considera il quinto o sesto modello, che però non vanno bene). Una volta ottenuti i `.psf` dei file normalizzati, li si considera validi per le immagini pre-ridotte originali.

In generale, i profili di PSF ottenuti sono delle moffattiane, a 2.5σ di confidenza per le immagini migliori e 3.5σ per quelle peggiori (con `FWHM` maggiore).

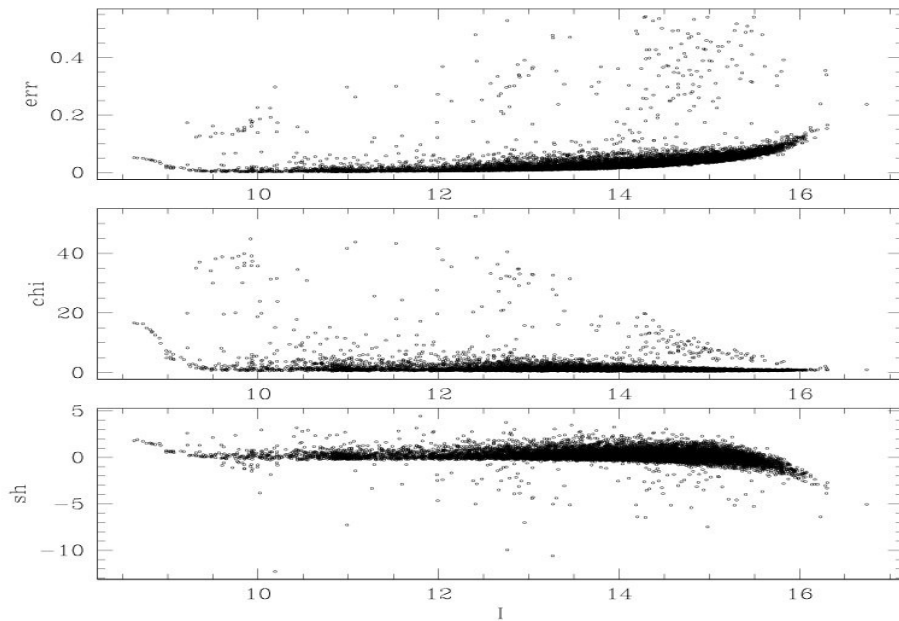


Figura 3.7 Un esempio di grafico che mostra gli andamenti con la magnitudine dell'errore sulla magnitudine (in alto), della sharpness (al centro) e del chi (in basso). Questo grafico si riferisce a un'immagine in filtro I del chip 1 del data-set coppia 1. Sharpness e χ sono tra i dati riportati nel file generato dall'allstar.

Per aumentare l'accuratezza con cui vengono determinate le magnitudini di ciascuna stella le misure ottenute in ciascuna esposizione possono essere combinate attraverso due task di DAOPHOT II chiamati `daomatch` e `daomaster`. Il primo da usare è `daomatch`. La sua funzione è determinare, una volta fissato un catalogo di riferimento, gli shift in x e in y e i 6 termini del polinomio di trasformazione per ognuno degli altri della stessa serie (I lunghe, I brevi, V lunghe, V brevi).

Ora è la volta di `daomaster` a cui si fornisce in input proprio il file di trasformazioni appena generato da `daomatch`. Poi, si specifica qual è il numero minimo di frames (immagini) in cui deve comparire la stella perché sia tenuta in considerazione e quanti frames ci basta considerare. Il numero di frames è sempre stato settato pari alla metà del numero di immagini, eventualmente arrotondato per eccesso.

Fissati questi parametri, si deve scegliere con che tipo di trasformazione si vuole lavorare (è stata scelta la cubica). A questo punto viene attivata una procedura iterativa che porta a "sovrapporre" i vari cataloghi fotometrici a disposizione, prima riscaldando e poi mediando le magnitudini delle stelle in comune.

I files relativi ad esposizioni di durata confrontabile vengono così combinati fino ad ottenere 4 cataloghi cosiddetti "raw" per ciascun dataset, contenenti le magnitudini V e I di tutte le stelle identificate nei due chip dalle immagini brevi e lunghe. Da questi cataloghi raw è possibile estrarre dei CMD come quelli mostrati come esempio in figura 3.8.

Mentre i cataloghi relativi alle coppie 1 e 3 sono stati facilmente combinati seguendo questa procedura, i cataloghi delle immagini V lunghe relative alla coppia 2 non convergono e dunque è stato necessario seguire una procedura semi-automatica che porti la procedura automatica vicino alla soluzione. Infatti gli shift in coordinate tra le stelle nei vari cataloghi

vengono determinati manualmente e forniti alla procedura `daomaster`, fino ad ottenere la convergenza.

3.4.3 Ricerca delle sorgenti stellari

A questo punto abbiamo determinato con sufficiente accuratezza la PSF di ciascuna immagine e abbiamo testato la procedura per ottenere il CMD. Si può dunque procedere alla ricerca sistematica e profonda delle sorgenti stellari in ciascuna immagine a nostra disposizione. Si procede alla ricerca delle sorgenti stellari utilizzando il programma `daofind`, dopo aver settato la saturazione a 70000 elettroni e la soglia di ricerca a 3σ dal fondo, ottenendo le nuove magnitudini limite strumentali riportate in tabella 3.5.

Data-set	Chip1				Chip2			
	I lunghe	I brevi	V lun.	V brevi	I lunghe	I brevi	V lun.	V brevi
Coppia 1	16.6	17.8	16.7	18.0	16.7	17.8	16.8	18.0
Coppia 2	15.4	17.6	15.5	17.6	15.8	17.7	15.5	17.6
Coppia 3	16.7	17.9	16.7	17.9	16.8	18.0	16.8	17.8

Tabella 3.5 Le magnitudini limite medie dopo il nuovo `daofind`. Si noti come i valori aumentano di più di 0.5 magnitudini, segno che si stanno cogliendo oggetti meno luminosi rispetto a quanto si riusciva a fare prima (cfr. tabella 3.4)

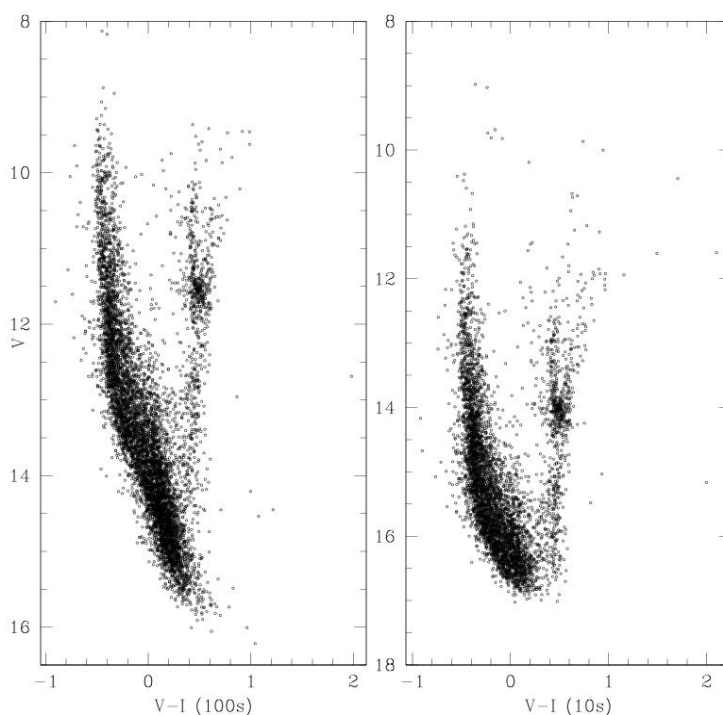


Figura 3.8 Esempi di CMD estratti dopo il primo modellamento di PSF e dopo i primi allstar. I CMD in figura si riferiscono ai cataloghi raw del chip2 del data-set coppia 1.

Ottenuti i nuovi file di coordinate e di aperture, si riprendono i file di PSF ricavati come descritto nel paragrafo precedente e si lancia un `allstar` per ogni immagine, ottenendo così dei nuovi `.als` e dei nuovi residui. Procedendo come sopra, si ottengono dei nuovi `mag` (file con magnitudini medie) e poi dei nuovi `raw`, da cui si possono estrarre dei nuovi CMD (figura 3.9)²².

Ora, si possono unificare i cataloghi delle stelle ottenuti in ciascun chip. Si esegue un `daomatch` su tutte le immagini di un chip, e si inserisce il file di trasformazioni ottenuto nel `daomaster`.

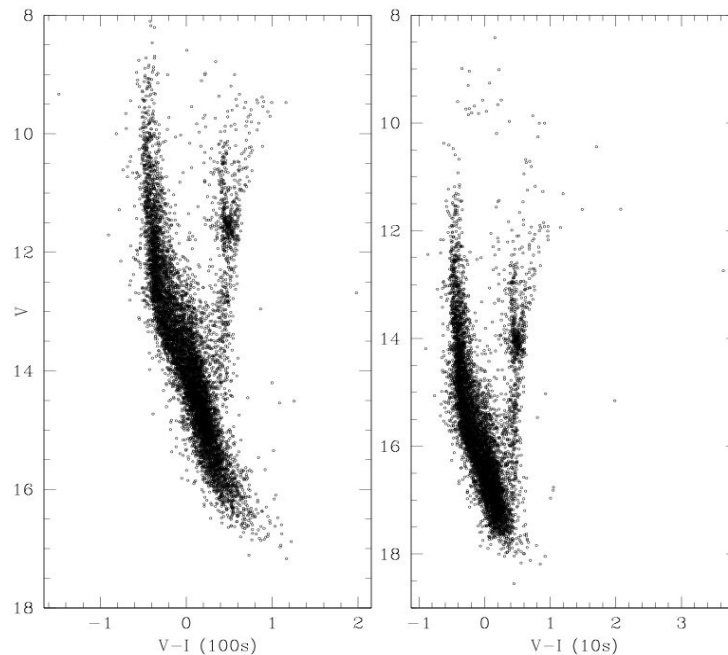


Figura 3.9 I CMD del chip 2 del data-set coppia 1 dopo il miglioramento dei dati. È ben visibile, dal confronto con la figura 3.8, il guadagno di una magnitudine.

Le trasformazioni e i file di magnitudine media complessivi appena generati vanno in ingresso a un task chiamato `allframe`. Un altro input di questo task è un file `allframe.opt`, dove si modificano alcuni parametri: `MA = 200`, `PE` e `PR = 0.0`, `IS = 0.7` e `OS = 10` (questi ultimi due sono inner sky e outer sky). Il primo, `MA`, è il massimo numero di iterazioni che il task deve compiere. Quando questo file è pronto, si può lanciare il task, che opera in maniera analoga a `allstar`, generando dei file aventi estensione `.alf` e dei file di residui.

Quando l'`allframe` ha generato i suoi file, si può procedere nuovamente al `daomatch` e `daomaster`. Questa volta vengono combinati tra loro cataloghi di uno stesso filtro, indipendentemente dalla durata dell'esposizione, così da ottenere per ciascun chip una lista finale di magnitudini in ciascun filtro (i cosiddetti files "mag"). Files "mag" in due diversi filtri vengono poi combinati per ottenere un catalogo con le due magnitudini (i cosiddetti files `raw`). I files `raw` per i due chip che costituiscono il campo di vista di FORS2 vengono alla fine montati utilizzando il programma `montage2`, ottenendo il catalogo finale pronto da astrometrisare e da calibrare. In figura 3.10 si vede, per ogni data-set, uno dei CMD estratti

²² Ribadisco che ogni procedura fin qui descritta si applica due volte per ogni data-set, una per ogni chip.

da questi raw finali.

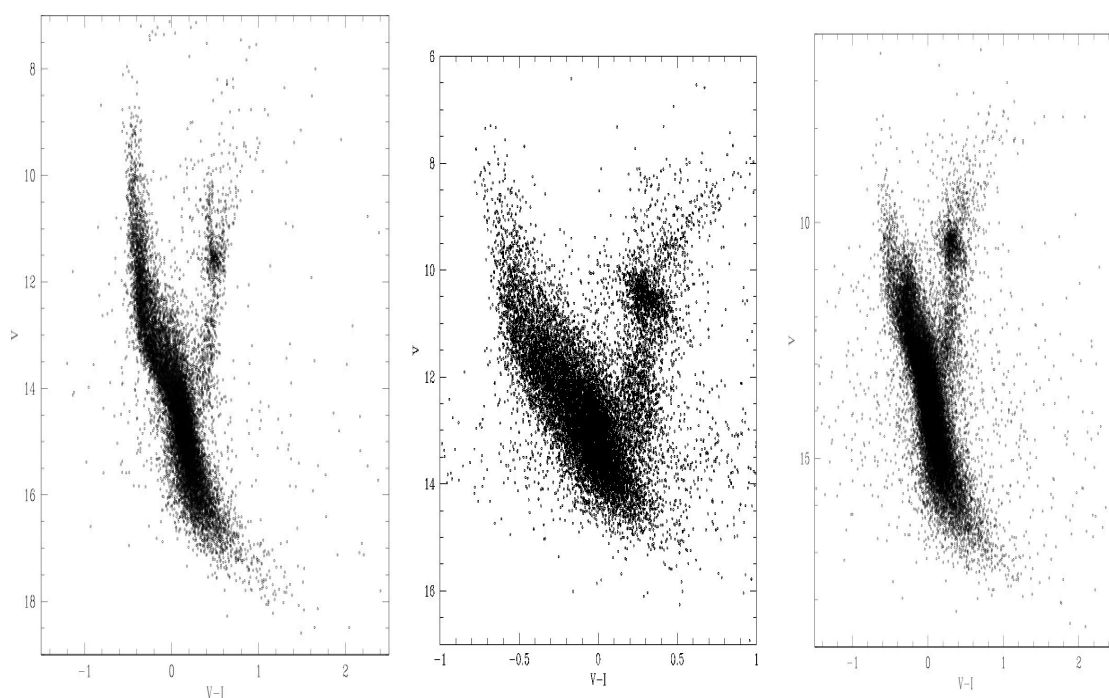


Figura 3.10 I CMD del chip 2 estratti dai file raw finali dei tre data-set: da sinistra a destra, coppia 1, coppia 2 e coppia 3. Li si tenga presente per un confronto con quelli che saranno i CMD estratti dai cataloghi finali astrometrizzati e calibrati (figura 3.15)

3.5 Astrometrizzazione

Astrometrizzare i cataloghi significa riportare le coordinate strumentali (x,y), espresse in pixel, in coordinate assolute RA e Dec.

Come primo passaggio, si scaricano dalla rete (sito VIZIER²³) i cataloghi di stelle ottenuti dalla survey 2MASS centrati su ognuno dei tre campi in esame, includendo le stelle fino ad una distanza di circa 200" dal centro del puntamento. La rototraslazione tra i cataloghi raw ottenuti come descritto nelle sezioni precedenti e i cataloghi 2MASS è ottenuta con l'uso del software `Cataxcorr`. Questo software identifica le stelle in comune tra i diversi cataloghi, e le usa per determinare la migliore soluzione di rototraslazione. Questa sarà poi applicata al catalogo raw, trasformando così le coordinate x e y di ciascuna stella nelle coordinate assolute.

Nelle figure 3.11, 3.12 e 3.13 sono mostrate le mappe, in coordinate assolute, delle tre coppie.

²³ <http://vizier.u-strasbg.fr> curato dall'Osservatorio Astronomico di Strasburgo

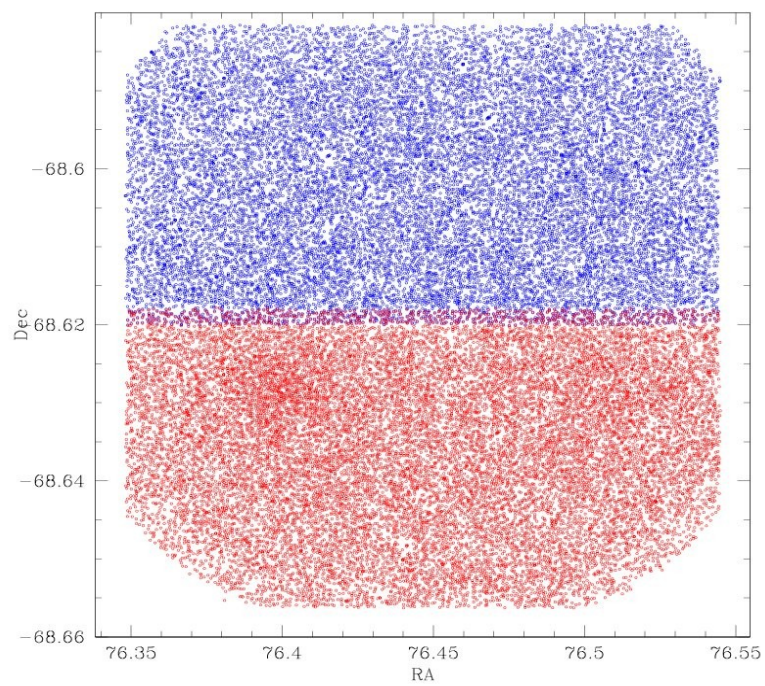


Figura 3.11 La mappa RA-Dec dei due chip del data-set coppia 1 al termine dell'astromettrizzazione. Si vede chiaramente la fascia di sovrapposizione.

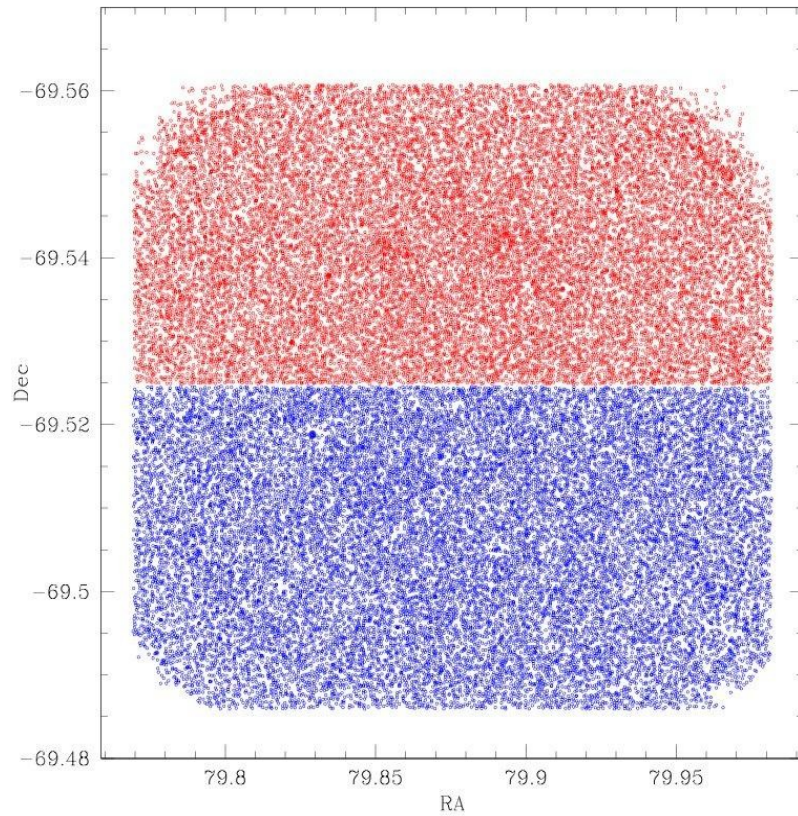


Figura 3.12 La mappa RA-Dec dei due chip del data-set coppia 2 al termine dell'astromettrizzazione. Si può notare un leggerissimo gap, ma è talmente stretto che può essere trascurato.

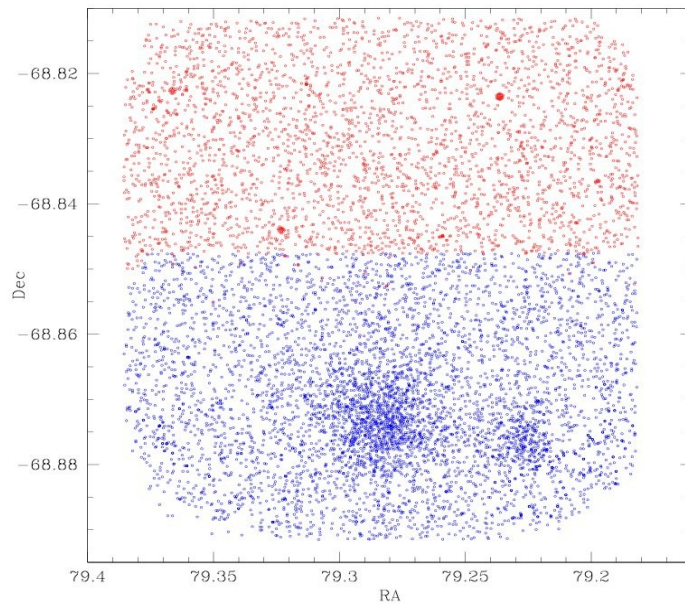


Figura 3.13 La mappa RA-Dec dei due chip della coppia 3 al termine dell'astromettrizzazione. C'è una leggera sovrapposizione tra i due chip.

Data la strategia di analisi e combinazione usata, i due chip relativi al data-set coppia 1 mostrano una regione di sovrapposizione. Questo richiede il passaggio aggiuntivo di identificazione delle stelle comuni ed eliminazione delle stesse da una delle due liste.

Una leggera sovrapposizione compare anche nella mappa della coppia 3.

Per quanto riguarda il data-set della coppia 2, la mappa in figura 3.12 mostra che stavolta è questo catalogo a non richiedere procedimenti particolari, in quanto non c'è traccia di sovrapposizione; anzi, si può notare un piccolo gap tra i due chip, che però è talmente sottile da non creare particolari problemi.

Si può quindi passare allo step successivo, che consiste nell'omogeneizzare le magnitudini ottenute nei due chip.

3.6 Calibrazione fotometrica

L'ultima fase di analisi consiste nella calibrazione dei cataloghi, in cui si riportano le magnitudini strumentali ad un sistema fotometrico standard. Il sistema di riferimento scelto per questa Tesi è il Johnson/Cousin. Per determinare gli zeropoints da applicare alle magnitudini strumentali si usa il catalogo di Zaritsky et al.2004^[16]. Per ogni catalogo, si esegue una cross-correlazione con Zaritzky+2004 attraverso `cataxcorr`, dopodiché per le stelle in comune si stima la mediana dei $\Delta V (=V_{zar}-V_{raw})$ e dei $\Delta I (=I_{zar}-I_{raw})$, come mostrato in figura 3.14. I valori così ottenuti rappresentano gli shift da applicare alle magnitudini strumentali per riportarle al sistema fotometrico Johnson/Cousin. Una volta applicati questi shift, si possono unire i due chip in un unico catalogo finale per ciascun data-set.

Data-set	ΔI	ΔV
Coppia 1	7.017	7.479
Coppia 2	7.817	8.312
Coppia 3	7.132	7.615

Tabella 3.6 I ΔI e ΔV tra le magnitudini del catalogo Zaritsky e quelle strumentali del data-set.

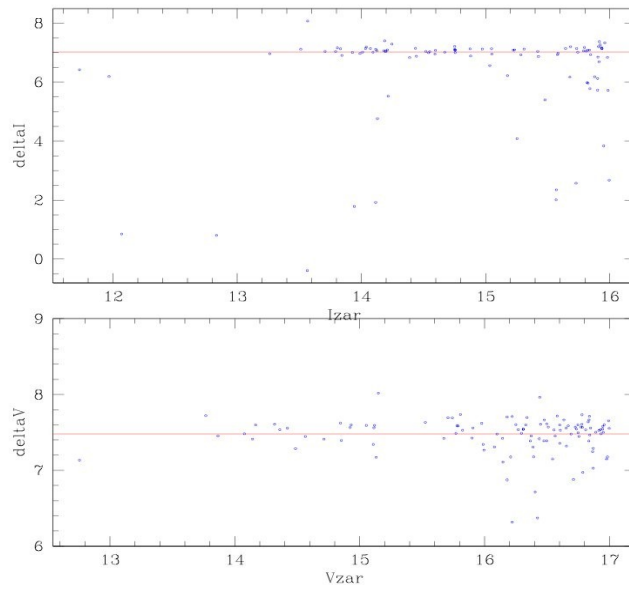


Figura 3.14 Un esempio di grafico $\Delta\text{mag}/\text{mag}$, riferito al data-set della coppia 1. Il confronto avviene con i dati del catalogo di Zaritsky. I punti blu disegnano la distribuzione, mentre la retta rossa traccia il valore della mediana del Δmag . In questo caso, tali valori erano pari a 7.017 in I e 7.479 in V. Questi gli shift applicati alle magnitudini del catalogo.

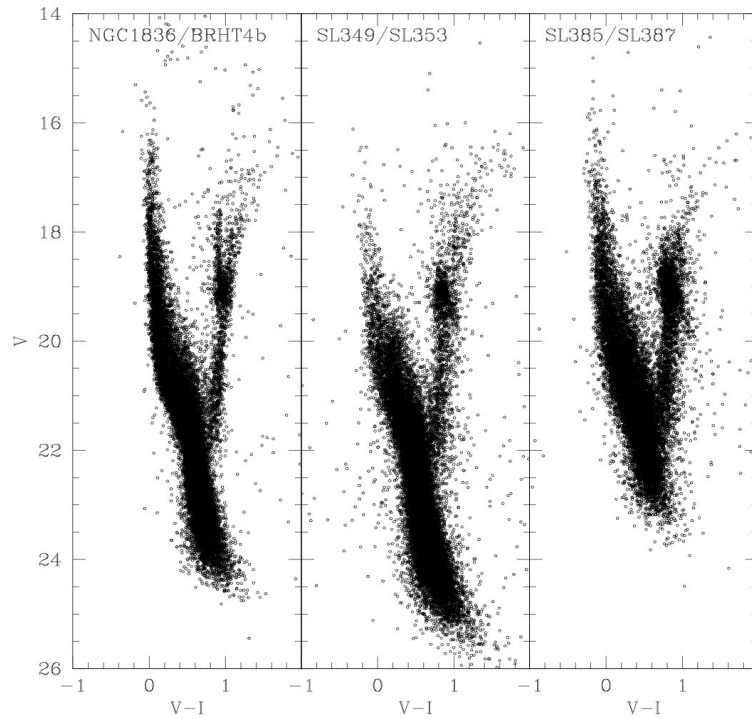


Figura 3.15 I CMD estratti dai tre cataloghi finali. Il miglioramento rispetto a quelli ottenuti dai dati raw (figura 3.10) è molto evidente.

Per ogni puntamento si ha quindi un catalogo contenente le coordinate assolute (RA e Dec) e le magnitudini calibrate V e I delle stelle presenti, oltre a informazioni come gli errori sulle magnitudini, le coordinate x e y in pixel, il χ , la sharpness e un numero identificativo della stella.

La figura 3.15 mostra i diagrammi estratti da questi cataloghi finali, che rappresentano il punto di partenza della successiva fase di vera e propria analisi.

Capitolo 4

Stima delle Età

In questo capitolo si descrive la stima delle età relative degli ammassi delle tre coppie presentate nel capitolo precedente.

4.1 Determinazione dei centri

A partire dai cataloghi ottenuti nel capitolo 3, si determina come primo step il centro di ogni ammasso. Questa stima servirà anche per l'analisi dei profili di densità (si veda capitolo 5). Le informazioni importanti di questi cataloghi, in questa parte dell'analisi, sono RA e Dec delle stelle e le loro magnitudini V e I. Per ciascun data-set, si ottiene una mappa delle stelle in funzione della distanza dal centro di uno degli ammassi, come mostrato nelle figure 4.1, 4.2 e 4.3. Nel caso del data-set relativo alla coppia 1, è stato scelto come riferimento NGC1836, per la 2 SL387, e per la 3 SL349.

Ammasso	RA	Dec
NGC1836	76.4	-68.6285
SL387	79.89	-69.5425
SL349	79.28	-68.8750

Tabella 4.1 I centri stimati inizialmente per gli ammassi di riferimento di ogni data-set.

Il centro di riferimento in questa fase è ottenuto in modo approssimato sulla base della distribuzione delle stelle e serve come prima soluzione per la procedura che sarà descritta in seguito. Allo stesso modo si determinano poi i centri degli altri ammassi.

La stima dei centri è effettuata con una procedura iterativa scritta in FORTRAN²⁴. Al

²⁴ Il FORTRAN è un linguaggio di programmazione sviluppato sin dal 1954, aggiornato e riaggiustato fino all'ultima versione, rilasciata nel 2003-04. L'estensione tipica dei suoi file cambia a seconda della versione, ma in generale è caratterizzata da *.f*. I codici vanno compilati per ottenere un eseguibile, da lanciare poi con *./nome*.

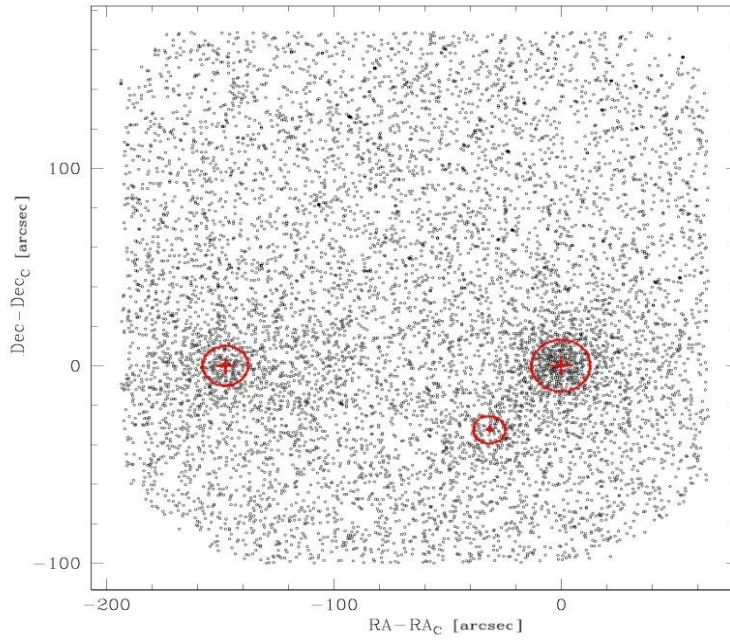


Figura 4.1 La mappa $dRA/dDec$ del data-set coppia 1 con la selezione degli ammassi. Per realizzare questa mappa è stato effettuato un taglio in magnitudini al livello di 21.5.

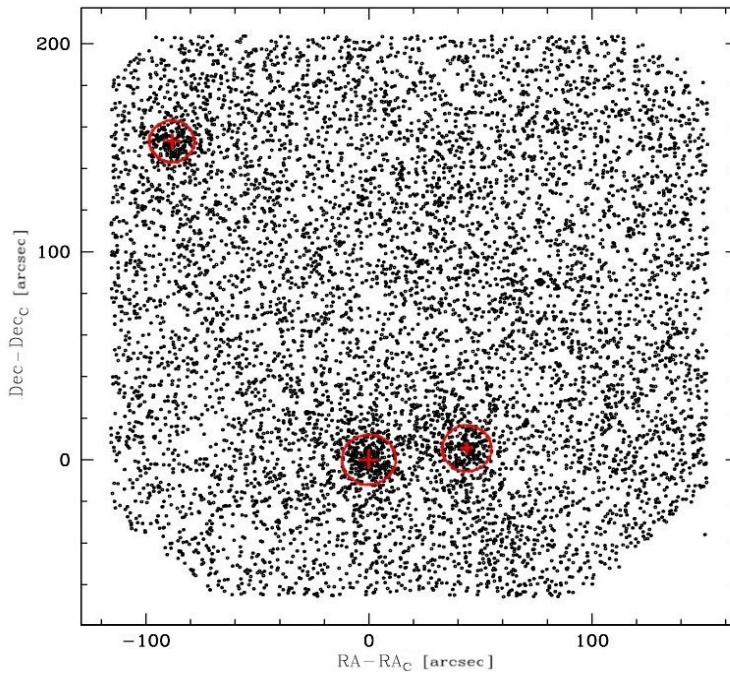


Figura 4.2 La mappa $dRA/dDec$ del data-set coppia 2, con la selezione degli ammassi. Per realizzare questa mappa è stato effettuato un taglio in magnitudini a livello 20.5.

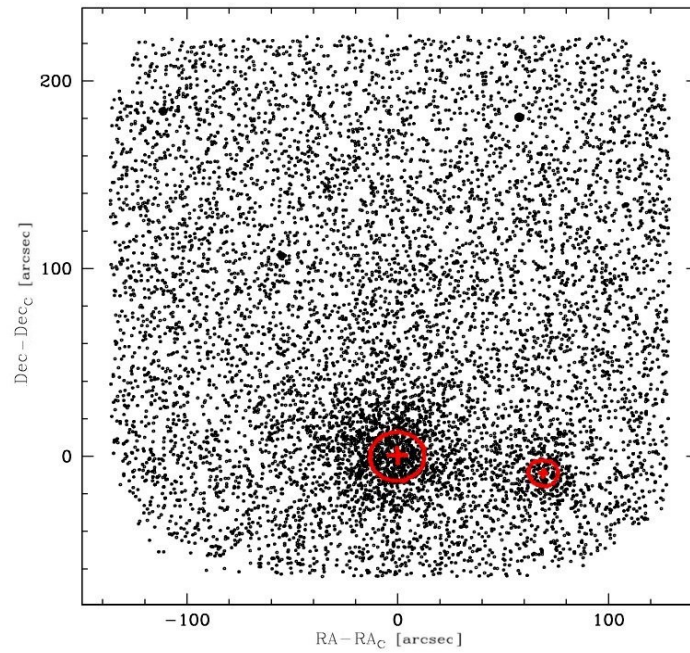


Figura 4.3 La mappa $dRA/dDec$ della coppia 3, con la selezione degli ammassi. Per realizzare questa mappa è stato effettuato un taglio in magnitudini a livello 21.

programma si forniscono le coordinate delle stelle e le magnitudini. A partire dal centro stimato in modo approssimativo, il programma calcola in modo iterativo il baricentro delle stelle disposte entro una distanza dal centro di partenza definita ed entro opportuni intervalli di magnitudine. La procedura si ferma quando raggiunge una soluzione stabile. I raggi entro cui calcolare il baricentro sono scelti in modo da evitare la contaminazione degli ammassi vicini, ma sono anche definiti per assicurare una buona statistica.

Per ogni ammasso, la procedura viene ripetuta per diversi raggi e limiti in magnitudine, per evitare possibili bias o problemi di incompletezza (si veda figura 4.4). Per ogni ammasso, RA e Dec dei centri così ottenuti sono riportate in tabella 4.3.

Ammasso	Mag. Limite	Raggio Limite (pxl)	N stelle
NGC 1836	V < 21.0	13	347
		10	238
		8	163
	V < 20.5	13	300
		10	199
		8	145
BRHT4b	V < 21.0	7	54
		5	31
	V < 20.5	7	53
		5	28
NGC 1839	V < 21.0	15	269
		13	217
		10	148
	V < 20.5	15	225
		13	187
		10	126
SL 385	V < 20.5	11	193
		9	146
		7	90
	V < 20.0	11	156
		9	116
		7	79
SL 387	V < 20.5	12	253
		10	196
		8	139
	V < 20.0	12	216
		10	176
		8	128
Esterno (cp.2)	V < 20.5	10	146
		8.5	123
		7	93
	V < 20.0	10	134
		8.5	111
		7	83

(continua nella pagina successiva)

(continua dalla pagina precedente)

Ammasso	Mag. Limite	Raggio Limite (pxl)	N stelle
SL 349	V < 21.0	15	218
		12	147
		8	83
	V < 20.5	15	176
		12	116
		8	74
SL 353	V < 21.0	12	100
		10	82
		8	55
	V < 20.5	12	68
		10	53
		8	44

Tabella 4.2 Nella tabella sono indicate, per ogni ammasso, le magnitudini limite impostate nel corso della ricerca del centro. Per ciascuna di queste sono poi indicati i tre diversi raggi limite e il numero di stelle rilevate entro tali raggi. “Esterno” è l’ammasso esterno alla coppia 2.

Ammasso	RA	Dec
NGC1836	76.3984 ± 0.0003	-68.6283 ± 0.0002
BRHT4b	76.4199 ± 0.0001	-68.6370 ± 0.0001
NGC1839	76.5106 ± 0.0003	-68.6286 ± 0.0001
SL385	79.8550 ± 0.0003	-69.5410 ± 0.0001
SL387	79.8905 ± 0.0007	-69.5422 ± 0.0001
Esterno (cp.2)	79.9604 ± 0.0002	-69.5001 ± 0.0001
SL349	79.2807 ± 0.0001	-68.8737 ± 0.0001
SL353	79.2274 ± 0.0001	-68.8762 ± 0.0001

Tabella 4.3 I centri, perfezionati, degli ammassi oggetto di studio. “Esterno” è l’ammasso estraneo alla coppia 2.

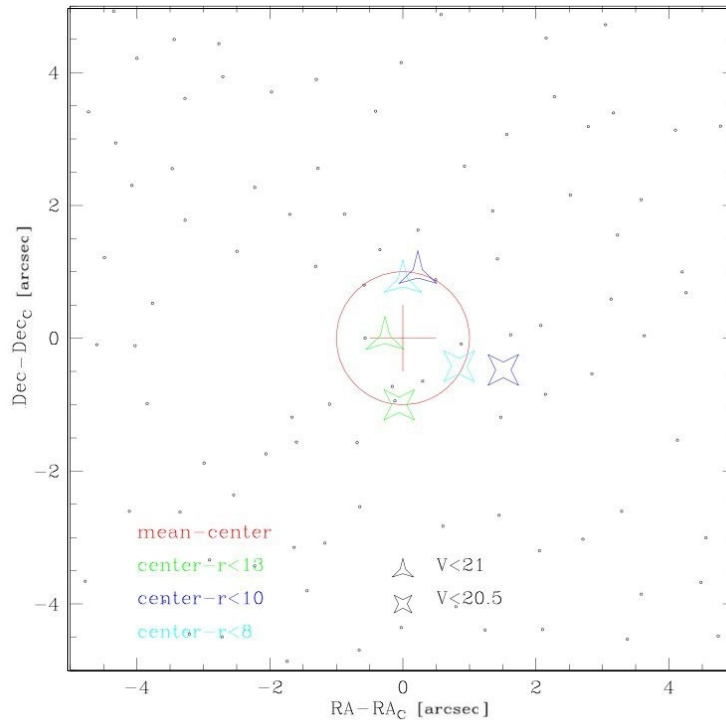


Figura 4.4 Il posizionamento dei centri operato dal programma FORTRAN per NGC1836. Con i diversi colori sono mostrati i diversi raggi limite, mentre simboli di forma diversa si legano ai due tagli in magnitudine usati. La crocetta rossa indica la posizione del centro medio.

4.2 Stima dell'età

Come accennato nel Capitolo 2, la determinazione dell'età degli ammassi nelle coppie considerate è un parametro importante che può fornire indicazioni (sebbene non conclusive) sul possibile legame dei due sistemi stellari. Si è visto infatti che una possibile caratteristica di sistemi di ammassi globulari binari è l'essere coevi. Se da un lato questo è ragionevole, dall'altro non è una condizione indispensabile, in quanto si è detto che gli ammassi di un sistema binario potrebbero anche aver avuto storie separate per poi legarsi marealmente solo in seguito.

Per stimare l'età di un ammasso, si usa il CMD dello stesso, definito entro una certa distanza dal centro determinato in precedenza (sezione 4.1). Il metodo scelto in questa Tesi per misurare le età relative degli ammassi è quello del fit con le isocrone. In particolare, si è scelto di utilizzare quelle del gruppo di Padova²⁵, considerando un intervallo di età che va da 1 Myr fino a 13 Gyr. Naturalmente, è necessario fare delle assunzioni sul contenuto metallico dei sistemi, sulla loro distanza e sul reddening.

È stata usata la metallicità media di LMC, $[Fe/H] = -0.5$, e il reddening medio, di 0.1 mag (Lee et al. 2001^[17]), da cui si è ricavata un'estinzione $A_V = 0.31$.

Si deve poi determinare il modulo di distanza vero, definito come:

²⁵ <http://step.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

$$(m-M)_0 = 5\log d_{pc} - 5$$

dove m è la magnitudine apparente, M quella assoluta, e d_{pc} è la distanza in parsec del sistema. LMC dista dalla Terra 160000 anni luce, ovvero 49056 pc. Si ottiene $\log d_{pc} = 4.69$, e sostituendolo si ricava un $(m-M)_0$ pari a 18.5. A questo punto, si sovrappongono le diverse isocrone ai CMD estratti, scegliendo quelle che meglio fittano le sequenze riconoscibili.

È noto da lavori di letteratura (si veda ad esempio Vallenari et al. 1998^[18]) che per sistemi stellari molto giovani le isocrone non riproducono in modo opportuno le distribuzioni in colore della Main Sequence e del blue-loop o red-clump. Per questo motivo in quanto segue la bontà del fit sarà giudicata sulla base del fit della MS e della corrispondenza in magnitudine del blue-loop o red-clump.

L'incertezza associata ad ogni stima è principalmente determinata dagli errori fotometrici. Essa è definita come l'intervallo di età utilizzabile come possibile fit del CMD.

4.2.1 NGC 1836/BRHT4b

I risultati ottenuti per questa coppia (e per l'ammasso esterno, dal momento che viene analizzato come gli altri) sono stati confrontati con quelli presenti in letteratura nell'articolo di Piatti et al. del 2003^[19].

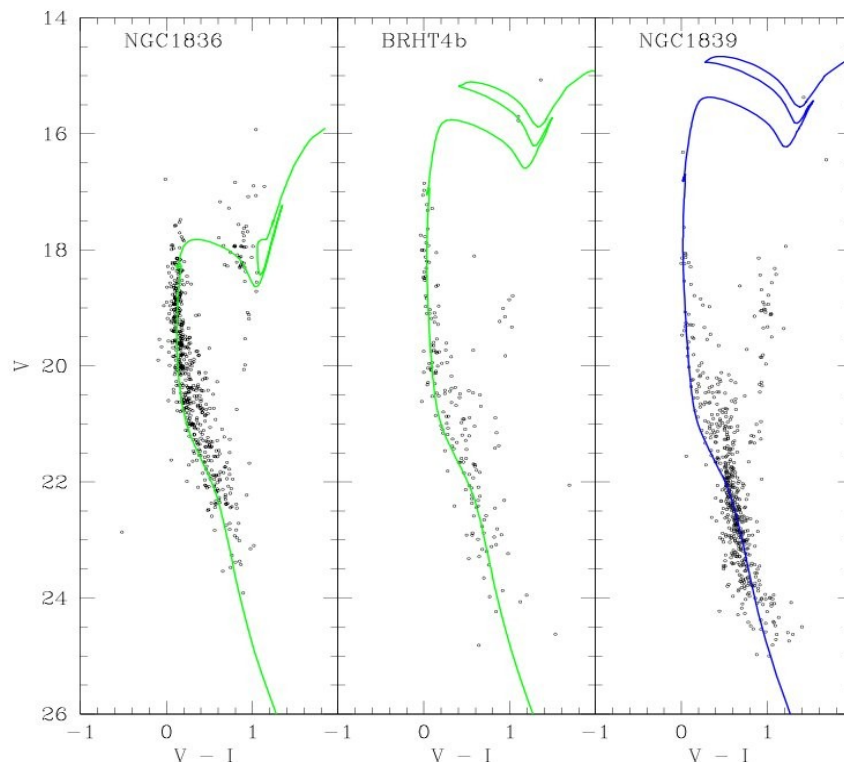


Figura 4.5 Le isocrone di best-fit sui CMD dei tre ammassi del data-set relativo alla coppia 1. Quella di NGC 1839 è riportata in blu per segnalare la secondaria importanza dell'ammasso esterno alla coppia. Le stelle sono state estratte entro un raggio di 25 pixel dal centro di NGC1836 e NGC1839 e di 15 pixel dal centro di BRHT4b.

Dalle isocrone di best-fit riportate in figura 4.5 sono state stimate le seguenti età degli ammassi:

- NGC 1836: (400 ± 50) Myr
- BRHT4b: (110 ± 10) Myr
- NGC 1839: (90 ± 10) Myr

Per BRHT4b le piccole dimensioni e il forte impatto del background hanno reso più complessa la stima dell'età. Le nostre stime sono risultati abbastanza consistenti con quelli riportati nell'articolo sopra citato, che assegna ai tre ammassi queste età: (400 ± 100) Myr a NGC 1836, 100 Myr a BRHT4b e 125 Myr a NGC 1839.

La qualità dei CMD ottenuti in questa Tesi è decisamente migliore di quanto ottenuto da Piatti+03, come si può vedere ad esempio in figura 4.6, e questo potrebbe spiegare la leggera incongruenza su NGC 1839. Per gli altri due risultati, la consistenza è netta.

In base a quanto spiegato nel capitolo 2, la differenza di età tra NGC1836 e BRHT4b non porta necessariamente ad escludere che questi sistemi possano essere legati gravitazionalmente. Infatti, una possibilità è che gli ammassi si formino in nubi molecolari diverse, eventualmente anche in momenti diversi, e poi si uniscano per interazione mareale. BRHT4b potrebbe essersi formato recentemente nelle vicinanze del più grande NGC 1836, ed essere stato attratto da lui. Ulteriori discussioni in questo senso sono riportate nel capitolo 5.

In alcuni CMD, come quelli di BRHT4b e NGC1839 nella figura 4.5, o in quello di SL385 nella 4.7, si possono notare degli agglomerati di stelle, sulla destra, esclusi dall'isocrona di best-fit. L'esclusione di tali stelle è legata al fatto che si tratta di stelle di campo²⁶.

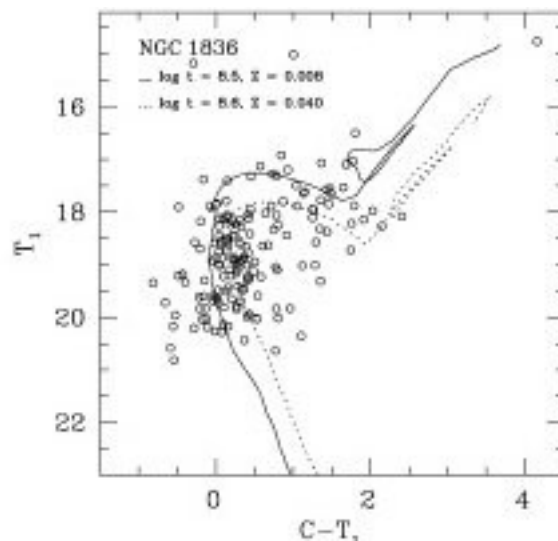


Figura 4.6 Un CMD d'esempio tratto da Piatti+03, riferito a NGC1836. Da un confronto con il CMD ottenuto in questa Tesi e riportato in figura 3.15, si nota la netta differenza di qualità dei dati tra i due lavori.

²⁶ La natura di questi oggetti è stata verificata attraverso conteggi di stelle effettuati, entro un certo range in magnitudine e colore, sul CMD dell'ammasso e su quello estratto per una regione di campo esterno.

4.2.2 SL385/SL387

L'articolo di riferimento per questa coppia e per la successiva è Leon et al. 1999^[20].

Dalle isocrone di best-fit riportate in figura 4.7 sono state stimate, per i tre ammassi, le seguenti età:

- SL 385: (250 ± 30) Myr
- SL 387: (710 ± 80) Myr
- Esterno C: (65 ± 5) Myr

Questi valori non sono consistenti con quelli dell'articolo indicato. Nell'articolo, a SL385 viene attribuita un'età di 150 Myr, e risulta che SL387 abbia invece 500 Myr. Il fatto che ci sia una differenza netta tra le età dei due ammassi, con SL387 più vecchio di SL385, è però un risultato comune ai due lavori. Per quanto riguarda l'ammasso esterno, non sapendo di che ammasso si tratti non si può trovare in letteratura un'età con cui confrontare la stima ottenuta. Tuttavia, anche la qualità del lavoro di Leon+99 è nettamente inferiore a quella di questa Tesi, come si può vedere ad esempio in figura 4.9.

Valgono le stesse considerazioni fatte per la coppia 1, nel paragrafo precedente: età così diverse non escludono a priori la possibilità di una natura binaria del sistema. Si devono aspettare le informazioni dei profili di densità.

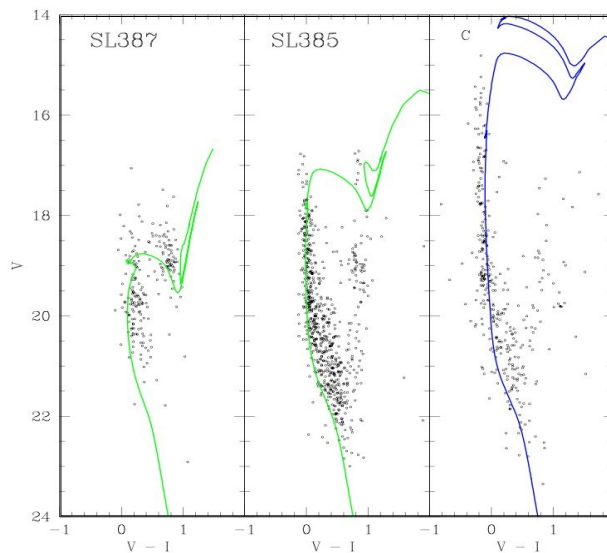


Figura 4.7 Le isocrone di best-fit sui CMD dei tre ammassi del data-set relativo alla coppia 2. Il terzo, segnalato in blu, non è identificato, ed è indicato semplicemente con la lettera c. I raggi limite sono stati scelti pari a 25 pixel per SL 387 e per l'esterno, pari a 15 per SL 385.

4.2.3 SL349/SL353

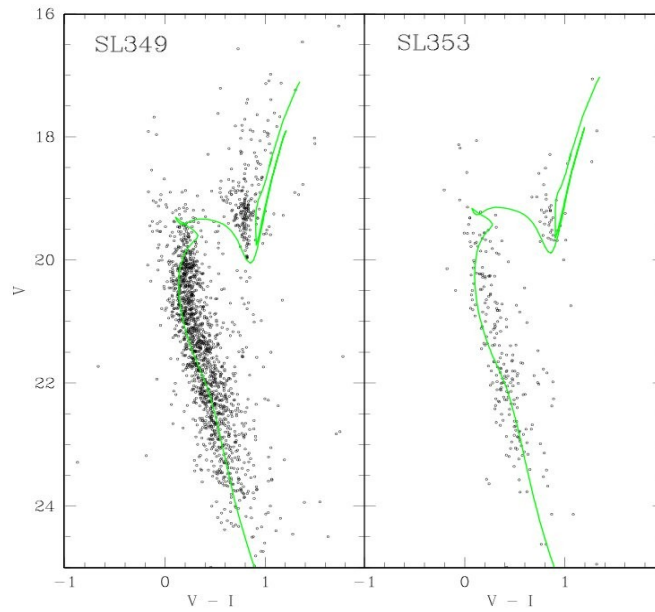


Figura 4.8 Le isocrone di best-fit sui CMD dei due ammassi della coppia 3. Per SL349 il raggio scelto è di 25 pixel, mentre per SL 353 è di 10 pixel.

Dalle isocrone di best-fit, riportate in figura 4.8, sono state stimate queste età:

- SL 349: (1.0 ± 0.1) Gyr
- SL 353: (900 ± 50) Myr

Nell'articolo di riferimento, a entrambi gli ammassi è assegnata un'età di 500 Myr. Di nuovo i valori non sono consistenti, ma l'andamento secondo il quale i due oggetti sono coevi è invece un risultato comune. Sembrerebbe un indizio a favore della natura binaria di questo sistema, ma anche in questo caso bisognerà attendere i profili di densità.

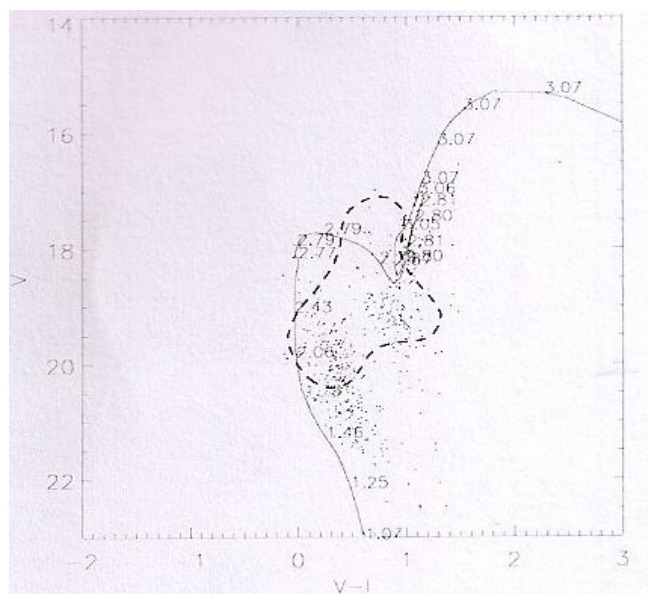


Figura 4.9 I CMD di SL349 e SL353 dell'articolo Leon+99. Da un confronto con i CMD degli stessi ammassi estratti in questa Tesi (fig. 4.8) appare chiaramente l'inferiore qualità dei dati a disposizione degli autori dell'articolo.

Capitolo 5

Analisi delle Densità

In questo capitolo si descrive l'analisi dei profili radiali di densità degli ammassi analizzati. Questa informazione è fondamentale per poter derivare possibili vincoli sulla binarietà dei sistemi.

5.1 Estrazione dei profili di densità

Il profilo di densità per ciascun sistema stellare considerato è stato ricavato attraverso l'analisi di un grafico che riporta la densità di stelle per unità di superficie al variare della distanza dal centro dell'ammasso. Per ottenere il profilo di densità radiale è stata usata una macro SMONGO.

La macro calcola la densità a partire dal centro dell'ammasso in settori circolari concentrici e per sezioni angolari definite in modo da poter estendersi alla maggior distanza possibile dall'ammasso ed evitare la contaminazione da parte degli altri ammassi.

Il calcolo preciso in realtà viene svolto all'interno di sotto-settori, definiti opportunamente. Il file di output generato dalla macro contiene il raggio più interno e quello più esterno del settore, il numero di sotto-settori, il numero di stelle contenuto, e il logaritmo decimale della densità, ottenuta dividendo il numero di oggetti per l'area del settore.

A questo punto, si plotta in x il logaritmo decimale della distanza dal centro ($\log[(r_{\text{ext}}+r_{\text{in}})/2]$) e in y il logaritmo decimale della densità stellare. Si ottengono i punti, con relativo errore, disegnati in blu nel grafico d'esempio in figura 5.1.

Si può vedere come la densità diminuisca progressivamente man mano che ci si allontana dal centro dell'ammasso. Tuttavia oltre una certa distanza (nel caso considerato tra i 30 e i 60 arcsec) la densità di stelle rimane costante, definendo una sorta di plateau costituito essenzialmente dalle stelle di background. Per poter sottrarre il contributo di tali stelle, si calcola un valore medio della densità dei punti del plateau, dopodiché si sottrae tale valore a tutte le densità dei diversi punti.

Il valore medio del background è rappresentato dalla retta rossa. I punti blu sono quelli osservati, mentre quelli rossi rappresentano le densità "decontaminate" dalle stelle di background.

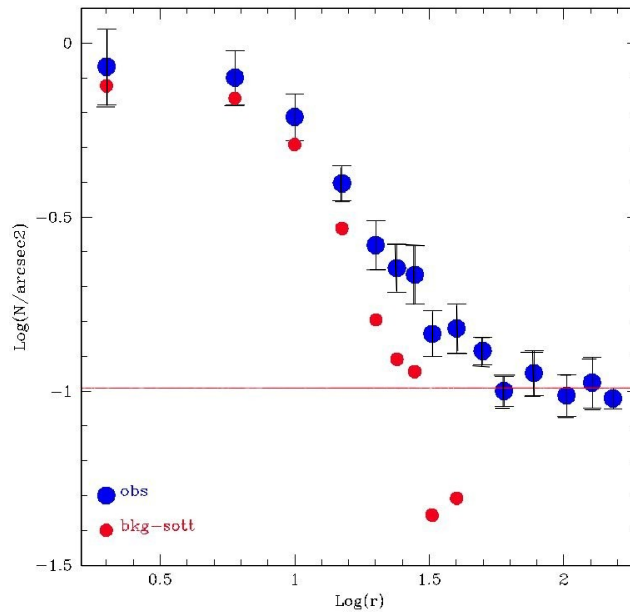


Figura 5.1 Un esempio dei profili di densità estratti. Questo, in particolare, è quello di NGC 1836. I punti blu sono quelli relativi ai dati osservati, quelli rossi sono i punti corretti con la sottrazione del background, il cui valore è indicato dalla linea rossa.

5.2 Il best-fit

I profili di densità così calcolati possono essere utilizzati per ricavare i parametri strutturali degli ammassi grazie all'ausilio di opportuni modelli teorici.

La procedura con cui si ricava il best-fit è riportata nell'articolo di Mocchi et al. del 2013^[21]. I modelli scelti per fittare i profili sono modelli di King²⁷, i più adatti a sistemi come gli ammassi globulari, che sono già in una situazione di quasi-equilibrio simile a quella di un gas che segue la distribuzione di Maxwell. I modelli di King prevedono un andamento della densità di stelle praticamente piatto nella regione centrale dell'ammasso (core) e un andamento progressivamente decrescente al crescere della distanza dal centro dell'ammasso.

I modelli di King sono univocamente definiti dal parametro adimensionale W_0 , che è proporzionale al potenziale gravitazionale centrale del sistema. Maggiore è W_0 , più piccolo è il core rispetto alle dimensioni totali del sistema. Dal fit con questi modelli si ricavano dei parametri importanti. Uno di questi è r_K , un raggio di scala, che nel caso di modelli di King è chiamato raggio di King. Con r_c viene invece indicato il raggio di core, cioè la distanza dal centro a cui la densità stellare proiettata ha un valore pari alla metà del valore centrale. Questi due parametri sono molto simili, all'aumentare di W_0 la loro differenza si riduce sempre di più. Esiste poi il raggio di metà massa, r_h , il raggio che racchiude metà della massa totale del sistema. Siccome r_h non può essere osservato direttamente, si usa come surrogato il raggio effettivo r_e , quello entro cui è raccolta metà della luce totale dell'ammasso (in proiezione).

²⁷ La costruzione di tali modelli è descritta da King nel suo articolo del 1966^[22].

Come indicatore delle dimensioni del sistema, si sceglie r_h , per diversi motivi, tra cui il fatto che questo parametro varia lentamente nel corso dell'evoluzione dell'ammasso a differenza di r_c che invece cambia in maniera significativa nel corso del tempo. Infine, esiste un raggio limite, r_l , chiamato anche raggio mareale r_t^{28} , che è la distanza limite entro cui una stella risente del potenziale gravitazionale dell'ammasso (la densità stellare va a zero). Si definisce poi la grandezza $c \equiv \log(r_l/r_c)$, la concentrazione. La famiglia di modelli di King usata per l'analisi è stata ottenuta utilizzando un apposito programma che, a partire da un valore di W_0 , produce il profilo di densità proiettato. Per ogni modello si cercano i valori di r_K e della densità centrale che minimizzano la somma dei quadrati dei residui e valuta poi il corrispondente χ^2 . Alla fine della procedura, il modello di best-fit è quello avente il χ^2 minore tra tutti quelli ottenuti. Per i profili di densità ottenuti, i modelli migliori sono risultati essere quelli di King. Nelle prossime figure, si possono osservare i profili di densità con il plot del modello di best-fit, nonché i valori di alcuni parametri fondamentali.

5.2.1 NGC1836/BRHT4b

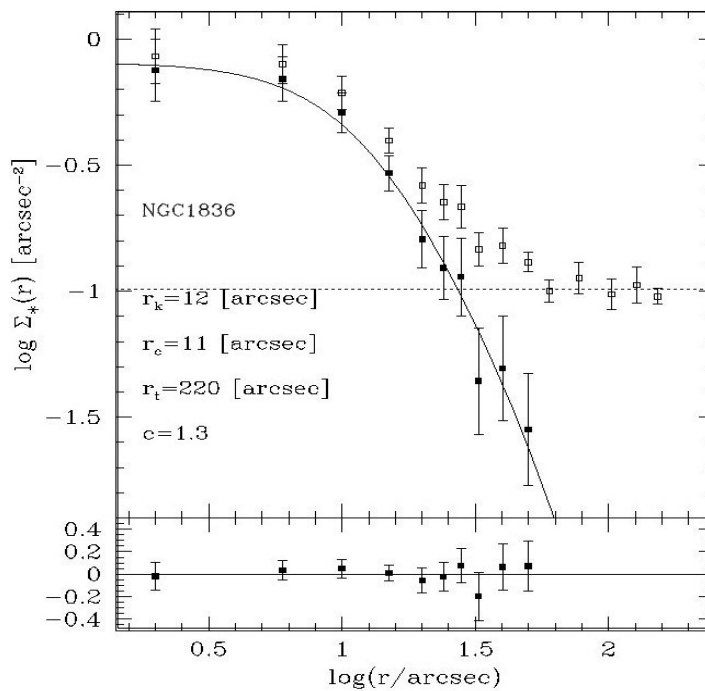


Figura 5.2 Il profilo osservato (quadrantini vuoti), corretto per la sottrazione del background (quadrantini neri) e la curva di best fit per l'ammasso globulare NGC1836. Qui e in tutti i prossimi profili il plateau centrale indica che nessuno degli ammassi considerati ha subito finora il collasso del core.

²⁸ Il raggio limite non è propriamente il raggio mareale, perché non è direttamente legato agli effetti mareali del e sul campo galattico.

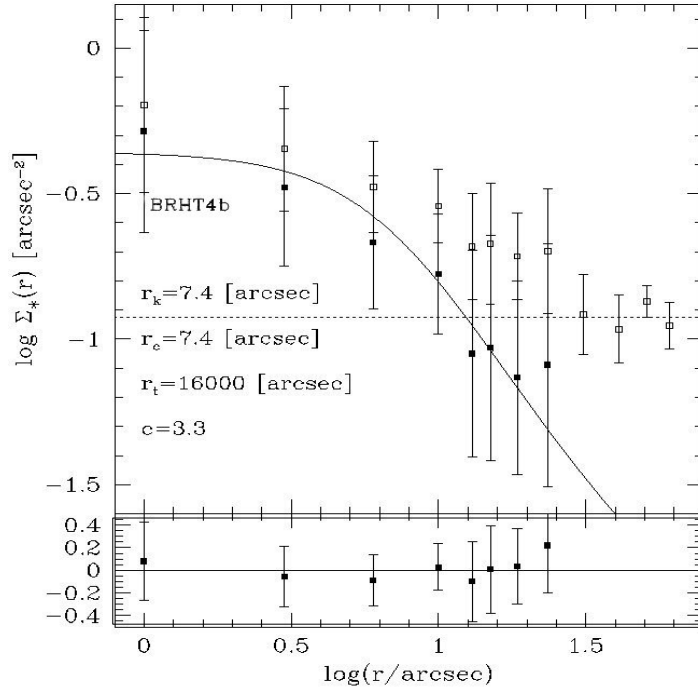


Figura 5.3 Il profilo osservato (quadratini vuoti), corretto per la sottrazione del background (quadratini neri) e la curva di best fit per l'ammasso globulare BRHT4b.

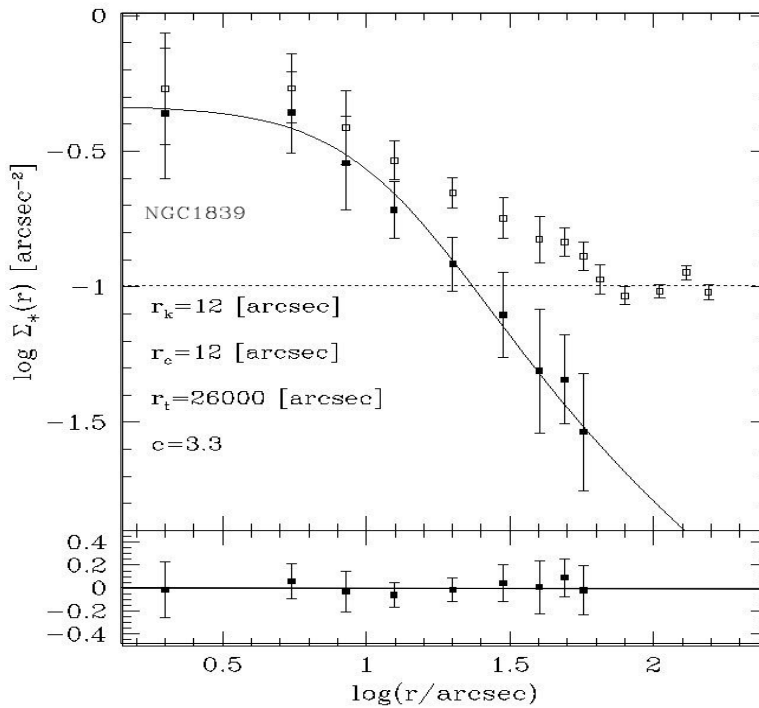


Figura 5.4 Il profilo osservato (quadratini vuoti), corretto per la sottrazione del background (quadratini neri) e la curva di best fit per l'ammasso globulare NGC1839.

5.2.2 SL385/SL387

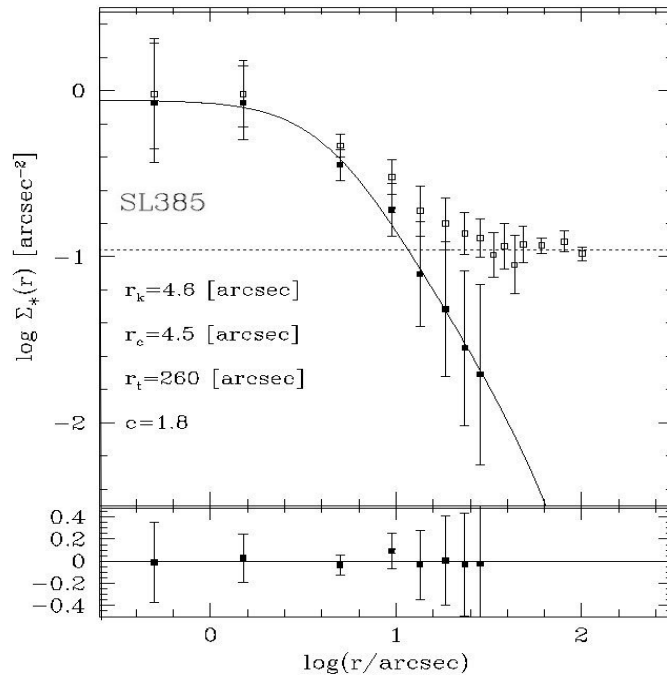


Figura 5.5 Il profilo osservato (quadrantini vuoti), corretto per la sottrazione del background (quadrantini neri) e la curva di best fit per l'ammasso globulare SL385.

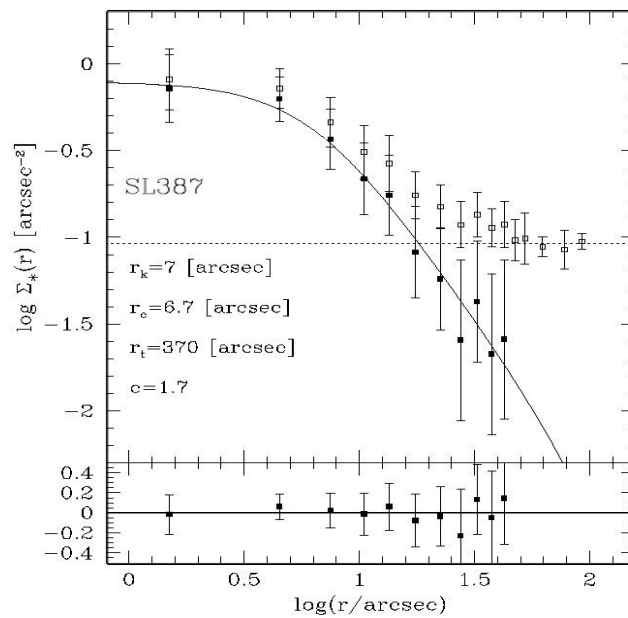


Figura 5.6 Il profilo osservato (quadrantini vuoti), corretto per la sottrazione del background (quadrantini neri) e la curva di best fit per l'ammasso globulare SL387.

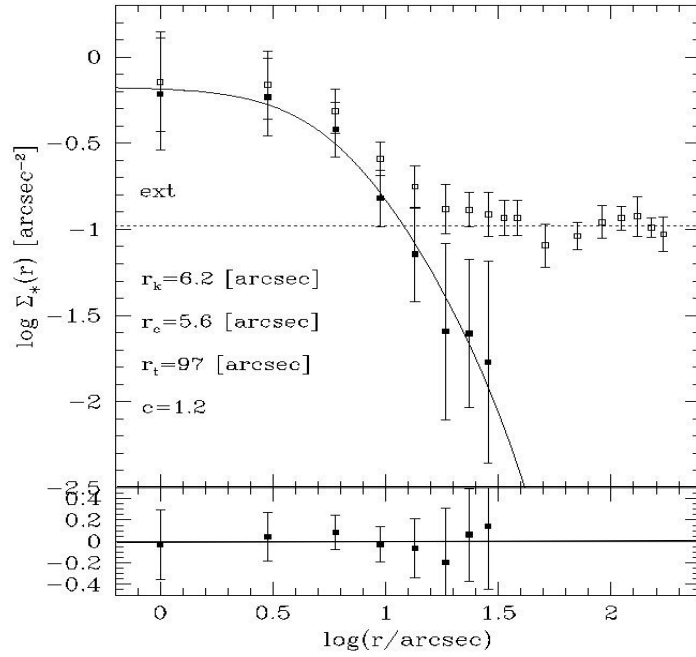


Figura 5.7 Il profilo osservato (quadrantini vuoti), corretto per la sottrazione del background (quadrantini neri) e la curva di best fit per l'ammasso esterno alla coppia 2.

5.2.3 SL349/SL353

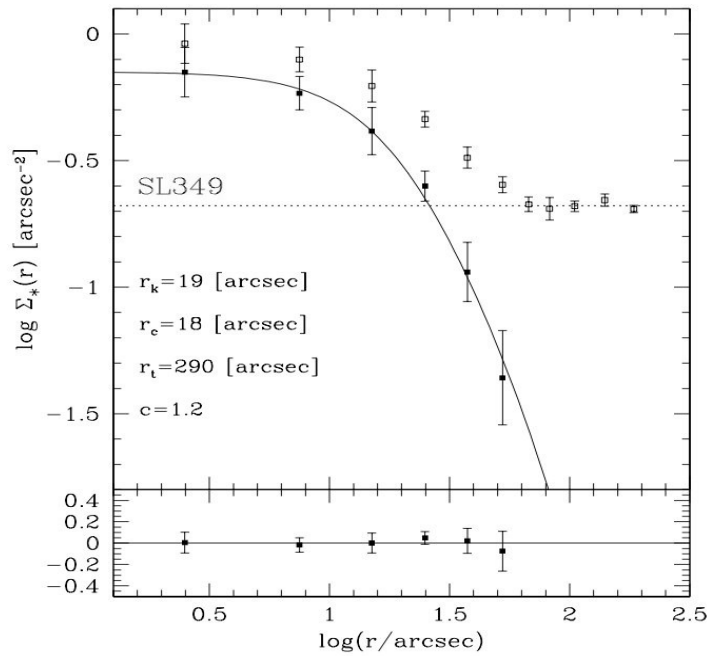


Figura 5.8 Il profilo osservato (quadrantini vuoti), corretto per la sottrazione del background (quadrantini neri) e la curva di best fit per l'ammasso globulare SL349.

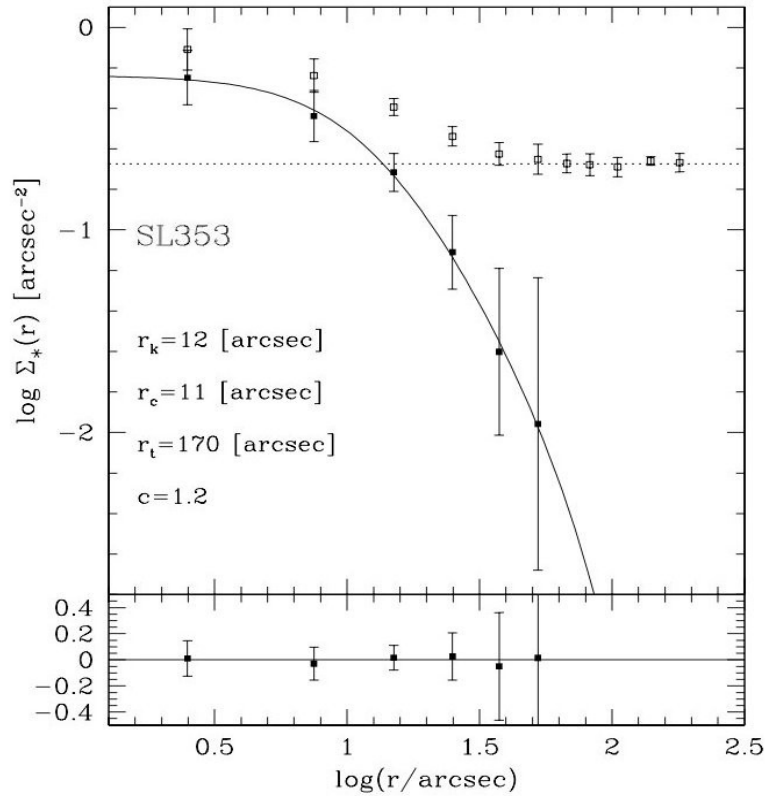


Figura 5.9 Il profilo osservato (quadrantini vuoti), corretto per la sottrazione del background (quadrantini neri) e la curva di best fit per l'ammasso globulare SL353.

5.3 Le mappe osservate

Oltre ai profili appena ottenuti, con i dati osservati si possono costruire delle mappe di densità. Per fare questo abbiamo suddiviso il campo di vista (260×260 arcsec, cioè circa 19 arcmin²) in un array di 52×52 cellette ciascuna di dimensioni 5×5 arcsec. Per ciascuna cella si stima il numero di stelle osservato. Si ottiene così un file con le x e le y dei centri-celleta e il numero di stelle entro la stessa. Ci si può poi far plottare una mappa dove, in corrispondenza dei centri-cella, ci si fa scrivere il numero di stelle contenute, poi si cerca una regione di bassa densità e si fa la media del numero di stelle in questa regione. Questo valore è $\langle n_{\min} \rangle$; assumendo una statistica poissoniana, la σ_{\min} è data da $\sqrt{\langle n_{\min} \rangle}$. Ora, celleta per celleta si divide il numero di stelle contenuto per σ_{\min} , ottenendo N . Utilizzando GNUplot, si possono ottenere mappe a più colori, come quelle nelle figure da 5.10 a 5.15. Per i data-set relativi alle coppie 1 e 2 il lavoro si conclude qui, con l'ottenimento delle mappe osservate. Per la coppia 3 abbiamo verificato eventuali evidenze di binarietà, confrontando le mappe di densità osservate con mappe simili ottenute simulando gli ammassi a partire dai modelli di King di best-fit ottenuti come descritto in sezione 5.2.

5.3.1 NGC1836/BRHT4b

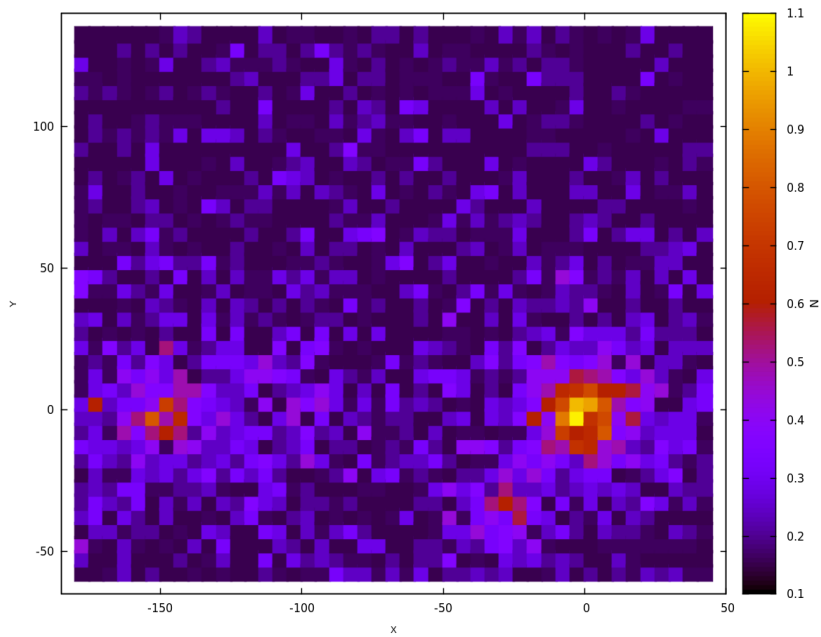


Figura 5.10 La mappa osservata della coppia 1, a più colori. Sono plottate le densità vere e proprie, non il numero di stelle. N qui e nelle prossime mappe è il numero di stelle diviso σ il tutto diviso per l'area della celleda. Le densità aumentano andando dal blu verso il rosso. I picchi gialli indicano le massime densità.

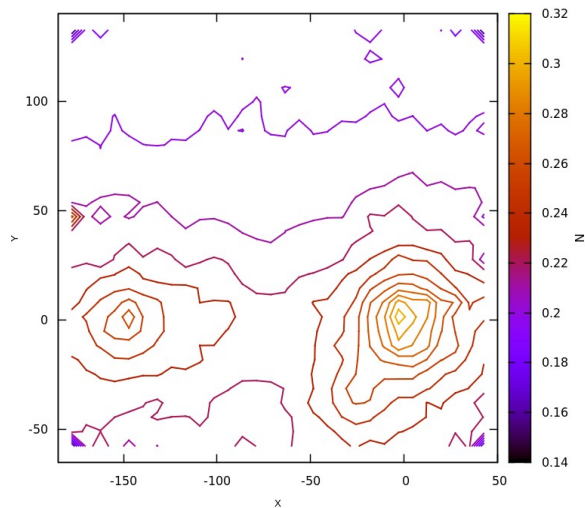


Figura 5.11 La figura mostra le isodense, le curve che uniscono i punti aventi pari densità. I dati sono quelli dei cataloghi osservati.

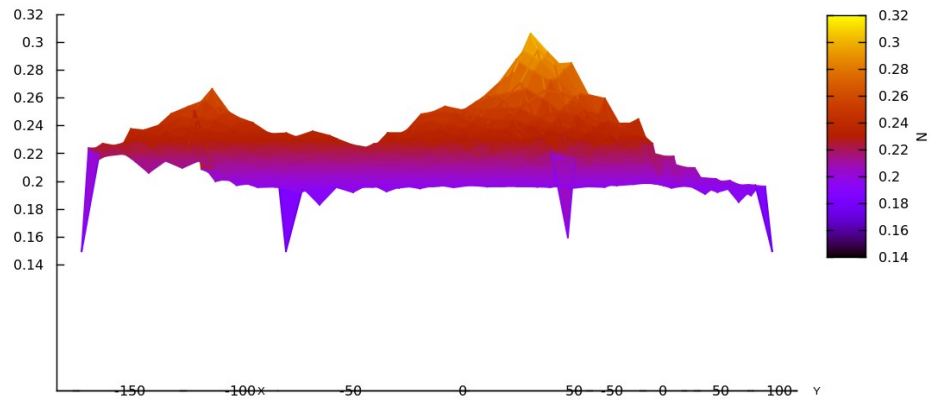


Figura 5.12 La figura mostra la mappa di densità 3D per il catalogo osservato della coppia 1.

5.3.2 SL385/SL387

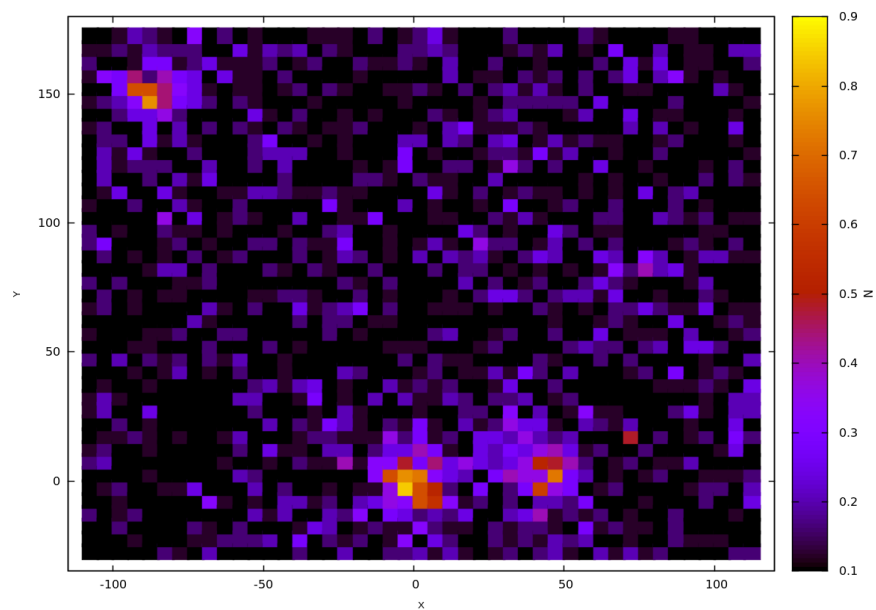


Figura 5.13 La mappa osservata della coppia 2 a più colori. Questa volta sono plottate le densità vere e proprie, non il numero di stelle. Le densità aumentano andando dal blu verso il rosso. I picchi gialli indicano le massime densità.

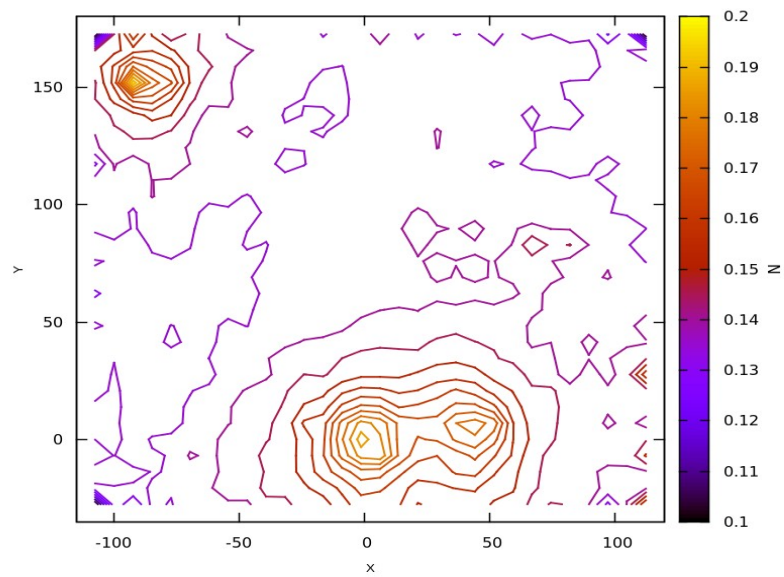


Figura 5.14 La figura mostra le isodense, le curve che uniscono i punti aventi pari densità. I dati sono quelli dei cataloghi osservati.

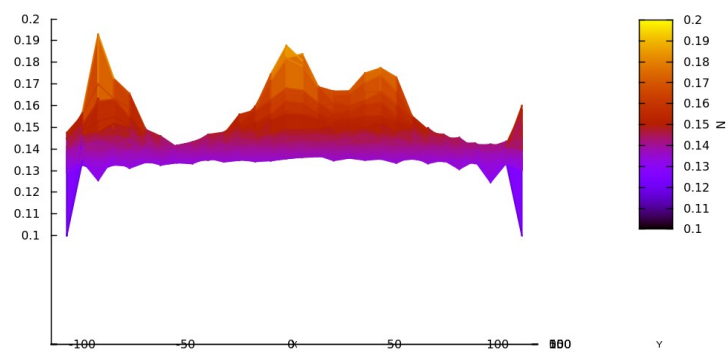


Figura 5.15 La figura mostra la mappa di densità 3D per il catalogo osservato della coppia 2.

5.4 Le mappe simulate

A questo punto, nel caso specifico della coppia 3 abbiamo voluto verificare se le mappe di densità osservate siano o meno compatibili con l'ipotesi che i due ammassi siano sistemi isolati ed appaiano vicini (doppi) solo per semplice proiezione. Abbiamo dunque prodotto due ammassi simulati aventi gli stessi parametri strutturali degli ammassi della coppia 3 (ricavati nella sezione 5.2). I due ammassi simulati sono stati posti alla stessa distanza di quelli osservati nella coppia 3 ed è stato aggiunto un livello di background appropriato.

Si può notare che per ciascuno dei due ammassi della coppia 3 il livello di background osservato è circa costante. Abbiamo dunque ricavato il valore medio, che corrisponde a circa 0.2 stelle per arcsec^2 . Questo valore va poi moltiplicato per i 67600 arcsec^2 del campo di vista ottenendo così il numero di stelle da distribuire nel campo simulato in modo di ricreare il background. Si crea così un unico catalogo simulato contenente le stelle dei tre ammassi opportunamente riscalate (ovvero centrate sul riferimento) e le stelle di background. A questo punto si può procedere con la divisione in cellette e la creazione delle mappe, come per i cataloghi osservati. Questo lavoro è stato eseguito soltanto su una delle tre coppie, la 3, in quanto il risultato delle isocrone (si veda capitolo 4, paragrafo 4.2.3) sembrava favorevole alla binarietà: i due ammassi erano infatti coevi.

Nelle immagini successive, vengono affiancate le mappe osservate, ottenute come descritto nella sezione precedente, e quelle simulate, in modo che siano ben evidenziate similarità e/o differenze.

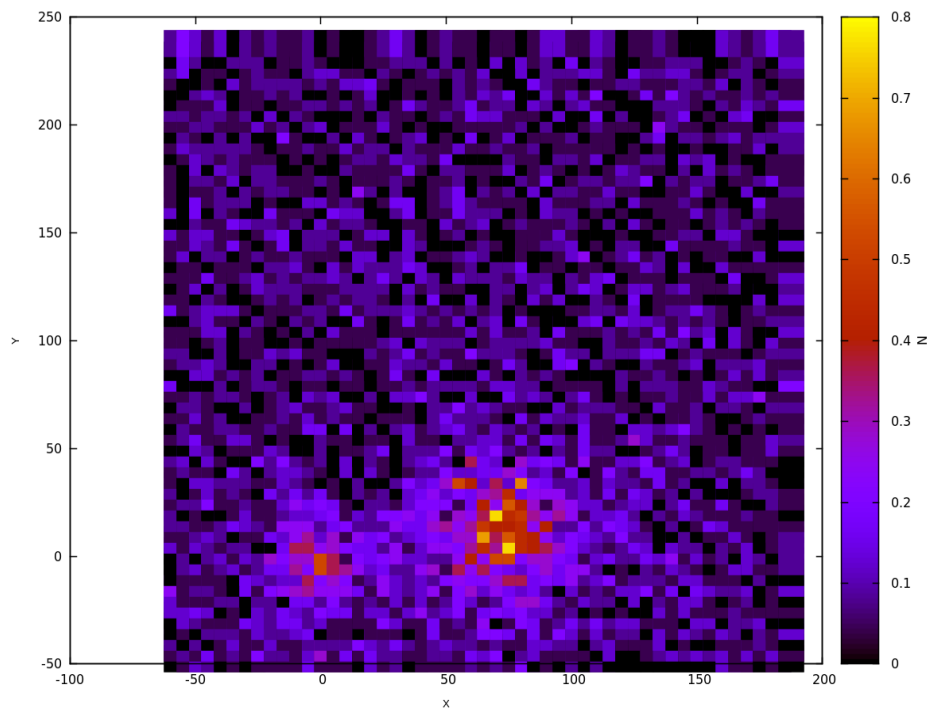
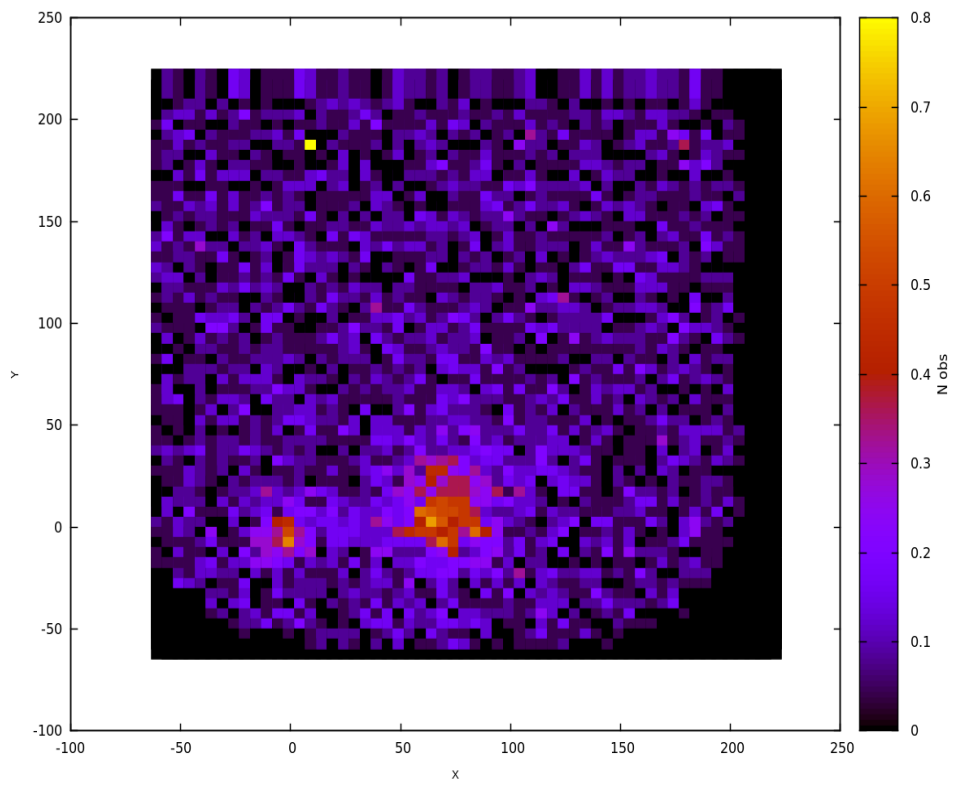


Figura 5.16 La mappa di densità osservata (sopra) e simulata (sotto) per la coppia 3. Il simulato rappresenta due ammassi supposti isolati.

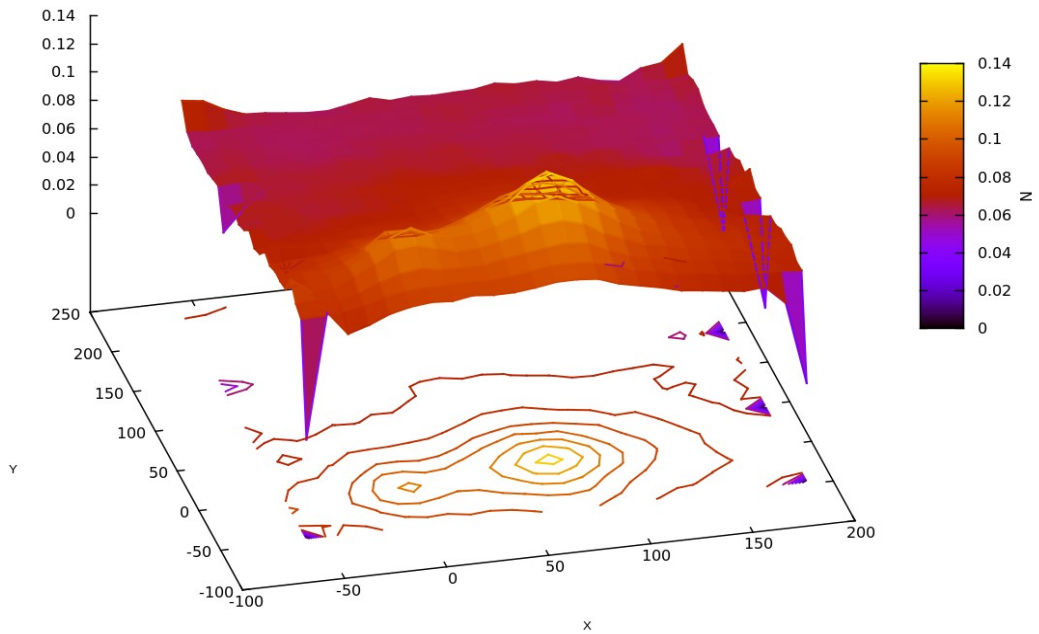
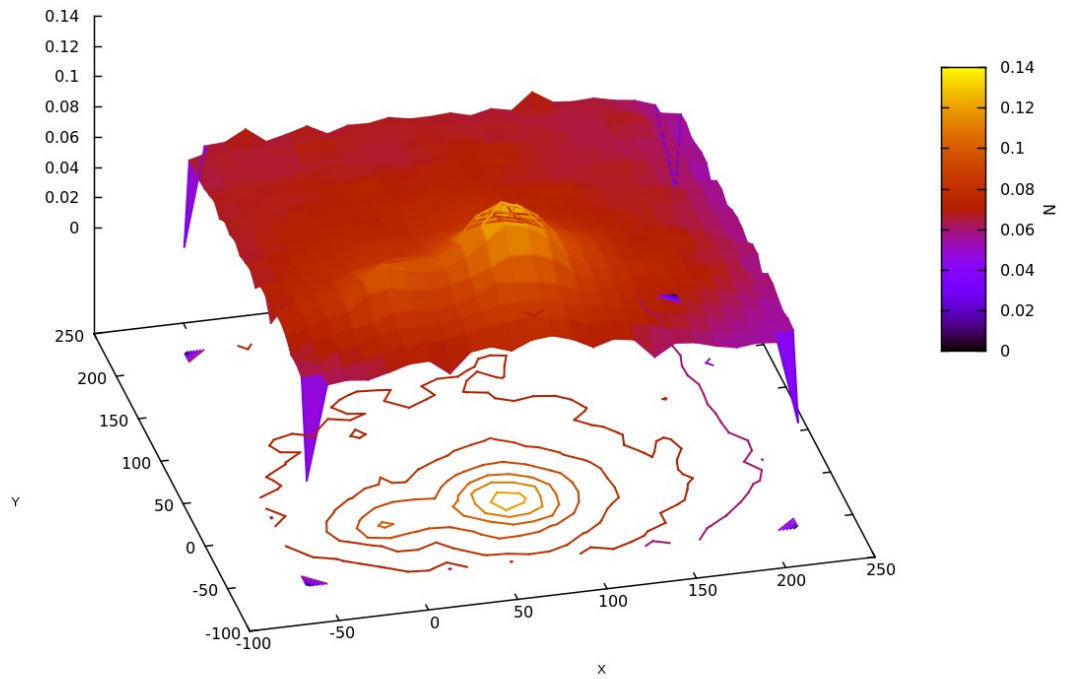


Figura 5.17 La mappa 3D e, in basso, le isodense della coppia 3. L'immagine in alto è stata ottenuta a partire dai dati osservati, quella in basso a partire dai dati simulati.

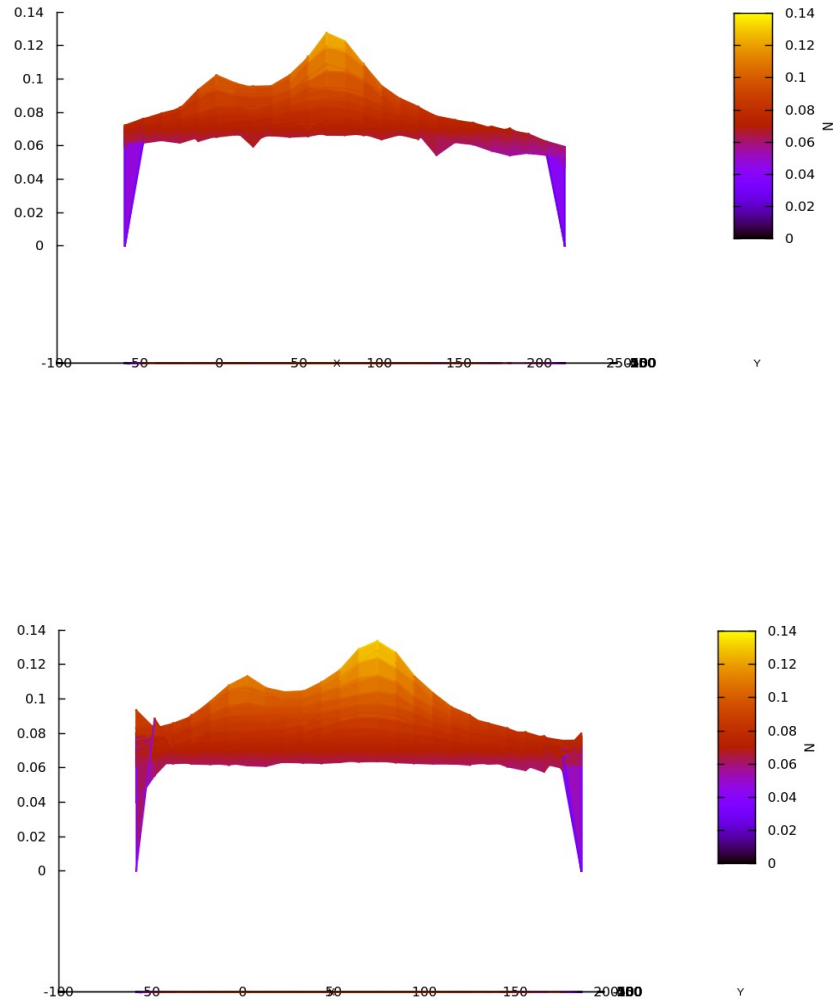


Figura 5.18 Le mappe di densità 3D della coppia 3. L'immagine in alto si riferisce ai cataloghi osservati e quella in basso ai simulati.

Si può notare che la mappa osservata e quella simulata sono molto simili. Si possono evidenziare solo piccole differenze, che tuttavia non sono statisticamente significative. In particolare, le strutture presenti nella mappa osservata non sono dovute ad interazioni mareali, ma sono semplicemente il risultato di proiezione. Pertanto possiamo concludere che sulla base dell'analisi fin qui effettuata non sono state riscontrate evidenze che suggeriscano la binarietà di questo sistema doppio. Tutte le caratteristiche osservate infatti possono essere riprodotte in termini di due sistemi isolati ma che in proiezione risultano solo "visivamente" doppi. La prova conclusiva verrà dall'analisi della velocità radiale per le stelle nei due sistemi.

Conclusioni

Il lavoro di Tesi consisteva nell'analisi di tre coppie di ammassi globulari di LMC, galassia vicina e molto ricca di sistemi di questo tipo. Su una di queste tre coppie si doveva arrivare fino in fondo con la procedura, al fine di determinarne l'eventuale binarietà.

Il metodo utilizzato, ampiamente descritto nei capitoli di questa Tesi, può essere schematizzato come segue:

- una fase di riduzione, consistente nella pre-riduzione (pulitura da bias e flat-field, dal momento che i dati sono stati raccolti col CCD di FORS2 al VLT) e successiva analisi fotometrica, con fotometria d'apertura e ricerca del migliore modello di PSF (e successiva sua applicazione ai data-set);
- astromettrizzazione, per la quale ci si è riferiti al catalogo 2MASS, e calibrazione fotometrica, per cui invece si è ricorsi al catalogo di Zaritsky et al. del 2004.

Con i cataloghi così ottenuti, in cui le stelle hanno coordinate assolute RA e Dec e un'associata magnitudine assoluta, si può proseguire con l'analisi vera e propria:

- stima dell'età, ottenuta col metodo del fit delle isocrone
- analisi della densità, a sua volta suddivisa in tre fasi:
 - costruzione delle mappe osservate;
 - best-fit dei profili di densità, da cui si ricavano i valori di alcuni parametri fondamentali degli ammassi;
 - solo per la coppia scelta, costruzione di ammassi simulati aventi gli stessi parametri di quelli osservati ma supposti isolati. Da questi si ottiene una mappa simulata, da confrontare con quella osservata. Se sono uguali, allora anche gli ammassi osservati sono isolati; se invece si notano differenze evidenti, allora gli osservati sono davvero parte di un sistema binario.

Questa tematica di ricerca si è aperta in seguito all'osservazione, in LMC (ma anche in SMC e in alcune altre galassie) di un gran numero di coppie di ammassi globulari molto vicini tra loro. Questo porta inevitabilmente a chiedersi se tali coppie siano dovute soltanto a effetti prospettici o se si tratti di sistemi di ammassi binari veri e propri, e in quest'ultimo caso si deve cercare di risalire alla loro origine, e di prevedere la loro evoluzione futura.

Dalle prime simulazioni e dai primi studi di questo tipo, emerge che almeno il 50% di questi sistemi costituisce effettivamente un sistema legato. Diventa importante capire allora come si

originano, e le ipotesi sono due: gli ammassi si formano insieme a partire dalla stessa nube o separatamente, forse anche in nubi diverse, e si uniscono successivamente per interazioni gravitazionali. Per distinguere i due diversi casi si devono allora confrontare le età dei due ammassi e le abbondanze chimiche: se coincidono, allora il sistema binario si è formato nel primo modo. Età e metallicità sono informazioni che vengono dal best-fit delle isocrone. Come spiegato nel capitolo 2, infatti, ad ogni isocrona corrisponde un'età della popolazione, ma anche una determinata metallicità, perché, a fissata età, a diverse composizioni chimiche corrispondono isocrone diverse.

I profili di densità servono invece per distinguere tra veri sistemi legati e coppie prospettiche, attraverso la creazione di sistemi simulati accennata prima e descritta più in dettaglio nel capitolo 5.

A questo fine l'età non è un dato determinante. Infatti, la coppia scelta per portare a termine la procedura era l'unica tra le tre analizzate ad avere ammassi coevi. Eppure, le mappe di densità sono risultate coincidenti, a meno di differenze poco significative. Quindi, la coppia formata dagli ammassi coevi SL349 e SL353 è soltanto una coppia prospettica. Se da un lato una coppia sola non costituisce un campione significativo, però è pur vero che la stessa coppia nell'articolo di Leon et al. del 1998^[20], ad esempio, veniva considerata come un sistema binario interagente. Il fatto è che gli autori dell'articolo avevano a disposizione all'epoca dati di scarsa qualità, come scrivono loro stessi riguardo a questa coppia, affermando che “a causa dei CMD molto simili, SL349 e SL353 non possono essere separati [...] Per questa ragione non sono presentati i profili di densità”. I dati di maggiore qualità utilizzati per questa Tesi hanno invece permesso di separare gli ammassi e analizzarne i profili, arrivando alla conclusione opposta.

Questo può indicare che le statistiche iniziali devono essere riviste, perché magari molte coppie considerate interagenti in realtà si rivelano soltanto prospettiche in seguito a osservazioni e analisi più accurate compiute su dati di maggior qualità.

Ciò non toglie che i sistemi interagenti esistano davvero: NGC2136 e NGC2137 sono due ammassi globulari che compongono il primo sistema binario accertato di LMC^[10].

Perciò, anche ammettendo che i sistemi interagenti siano molti meno di quanto sembrasse in un primo momento, studiare le loro origini e la loro evoluzione rimane comunque importante.

Il sistema appena citato ad esempio è composto da ammassi coevi formati nella stessa nube: è un sistema binario che si è formato così, e che evolverà in un merging dei due oggetti.

L'ammasso che si forma in seguito a merging è identico a un ammasso isolato, ad eccezione dell'eccentricità dell'orbita, che risulta maggiore. Le alte eccentricità osservate in molti ammassi isolati di LMC sembrano indicare la loro origine in seguito a merging di sistemi binari, e questo andrebbe a sostenere le alte percentuali di sistemi interagenti ipotizzate all'inizio. Anche perché quella del merging non è l'unica possibile evoluzione: se gli ammassi componenti sono molto separati, finiranno con l'allontanarsi l'uno dall'altro dando luogo a due ammassi isolati.

Rivedere le statistiche sulla frazione effettiva di sistemi legati implica anche una nuova discussione di questi punti. La formazione di questi sistemi viene associata agli effetti delle interazioni tra LMC e SMC. Anche questo aspetto verrebbe messo in discussione da un calo della frazione di sistemi binari, perché richiederebbe un tasso di interazioni, o un'intensità delle stesse, diverso da quanto ipotizzato sino ad ora, anche alla luce dei recenti studi dinamici^[1] che suggeriscono nuove teorie circa il moto relativo e le interazioni delle due Nubi tra loro e con la MW.

Si tratta dunque di una tematica molto delicata, con ripercussioni su diversi aspetti, anche dinamici, ed è proprio questo a richiedere statistiche accurate, che si possono costruire

soltanto con l'analisi di dati di buona/ottima qualità (e cataloghi di riferimento perfezionati- i dati di 2MASS e Zaritsky sono di qualità inferiore a quelli a disposizione per questo lavoro) relativi a un campione significativo di coppie.

Appendice

In questa appendice viene data una descrizione degli aspetti principali del software DAOPHOT II, largamente utilizzato nel corso della Tesi. Seguono poi alcune note circa gli altri software utilizzati.

A. DAOPHOT II

Il software DAOPHOT II è stato completato da Peter B. Stetson nel 1998. Ispirato da software precedenti, è un programma concepito per ottenere precisi indici fotometrici e posizioni astrometriche stellari in immagini digitali a due dimensioni.

Prima di utilizzarlo, le immagini devono essere ripulite da bias e flat-field. Si devono conoscere a priori alcune informazioni, come la FWHM degli oggetti, il gain, il rumore di lettura, il massimo livello di brillantezza a cui il detector può lavorare linearmente (limite di saturazione). Tutti questi dati devono essere forniti in input al software attraverso il loro inserimento in un file di “opzioni”, di estensione .opt, che viene letto dal programma ad ogni utilizzo (si veda, per una migliore descrizione di questi dati, la sezione 3.4).

Ogni immagine ha il suo file .opt associato.

DAOPHOT II è utilizzato per la fotometria di apertura, descritta al paragrafo 3.4.1. Quello che fa in questa fase si può schematizzare come segue:

- ricerca dei centroidi degli oggetti stellari al di sopra della threshold indicata nel .opt, rimuovendo automaticamente dalla lista poi le sorgenti associate a pixel difettosi o fortemente saturate (è quello che fa il `find`);
- fotometria di apertura con stima, per ogni stella, della brillantezza del cielo entro un anello concentrico e costruito sul bordo esterno del cerchio che racchiude la stella. A compiere questa operazione è il task `photo`, che restituisce anche la magnitudine (strumentale) limite dell'immagine su cui si sta lavorando.

Il software è poi utilizzato anche per ottenere il miglior modello di PSF per ciascuna immagine, assumendo che la forma della PSF sia costante spazialmente o che abbia una variazione molto lenta lungo l'immagine e che sia indipendente dalla magnitudine degli oggetti.

La ricerca del modello di PSF (si veda paragrafo 3.4.2) viene compiuta in maniera iterativa:

- si ottiene un primo modello a partire da una stella o da una media di alcune stelle;
- si rimuovono le stelle più deboli e vicine che potrebbero contaminare il profilo;
- si calcolano le posizioni precise dei centroidi e le magnitudini delle stelle applicando il modello di PSF ottenuto a tutte le altre stelle dell'immagine;
- si rimuovono le stelle dall'immagine sottraendo la PSF corrispondente alle posizioni e alle magnitudini stimate in precedenza attraverso la fotometria di apertura;
- si ripete la procedura sulle stelle rimaste.

La procedura che riaggiusta la lista di stelle, sottraendone alcune e scrivendone altre su una nuova lista su cui andrà a operare di nuovo il task che modella la PSF, si chiama `allstar`.

La sua sottrazione automatica degli oggetti genera un'immagine di residui, che in pratica è data dall'immagine originale in cui a ogni stella è sottratta la sua PSF modello: più piccolo e debole è il picco rimasto per quella stella, tanto più buono è il modello di PSF che le è stato associato.

Il fatto che si alternino più volte, in maniera iterativa, la costruzione di un modello di PSF e la riorganizzazione dell'`allstar`, permette di arrivare al termine della procedura con un modello di PSF molto buono.

L'`allstar` è un programma indipendente, separato da DAOPHOT II, ma viene presentato al suo interno in quanto vengono utilizzati in stretta correlazione.

Queste sono solo alcune delle funzionalità di questo software; DAOPHOT II si presta a molti altri utilizzi, pur restando nell'ambito della fotometria, ma questi esulano dal presente lavoro di Tesi.

B. Altri Software

Di seguito vengono presentati sinteticamente gli altri software utilizzati nel corso del lavoro di Tesi.

B1 IRAF

IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) è un software di riduzione e analisi di immagini, sviluppato da NOAO (National Optical Astronomy Observatory), la cui ultima versione è stata rilasciata nel marzo 2012. Dispone di numerosi task, che consentono di compiere tantissime operazioni sulle immagini, anche matematiche (ad esempio con `imarith`). È il software utilizzato per ripulire le immagini da bias e flat-field, e può lavorare anche congiuntamente ad altri programmi. Ad esempio, quando si deve stimare la FWHM media dell'immagine (si veda sezione 3.4), il task di IRAF `daoedit` consente di visualizzare le informazioni relative alle stelle selezionate direttamente sull'immagine di `ds9`, attivato in modo opportuno proprio dal task stesso.

B2 SMONGO

SMONGO è un software utilizzabile per svariate funzioni, sviluppato da Robert Lupton e Patricia Morger. Nell'ambito del presente lavoro di Tesi, il suo utilizzo è stato prettamente grafico, in quanto la maggior parte dei grafici presentati sono stati generati attraverso questo programma. Tuttavia, è possibile anche scrivere dei file e/o modificarne. SMONGO può operare con comandi diretti da terminale oppure attraverso la lettura di opportuni file chiamati

macro e caratterizzati dall'estensione .mon, file in cui sono scritte in ordine tutte le istruzioni che SMONGO deve eseguire.

B3 Gnuplot

Gnuplot è un software di utilizzo prettamente grafico. Con esso sono state ottenute le mappe di densità colorate presentate nel capitolo 5. L'interfaccia di Gnuplot è a riga di comando, ossia come quella di SMONGO: si forniscono in input vere e proprie righe di codice e il software le legge ed esegue le istruzioni restituendo grafici e illustrazioni.

Referenze

TESTI:

- [1] Piatek et al. 2008, “*Proper Motions of the Large Magellanic Cloud and Small Magellanic Cloud: Re-Analysis of Hubble Space Telescope Data*” AJ, 153, 1024
- [2] Grebel 1999, “*The Stellar Content of the Local Group*” IAU Symp. 192
- [3] Olszewski et al. 1996, “*Old and Intermediate-Age Stellar Populations in the Magellanic Clouds*” ARA&A 34, 511;
Dotter et al. 2011, “*Globular Clusters in the Outer Galactic Halo: New Hubble Space Telescope/Advanced Camera for Surveys Imaging of Six Globular Clusters and the Galactic Globular Cluster Age-metallicity Relation*” ApJ, 738, 74
- [4] Schommer et al. 1992, “*Spectroscopy of giants in LMC clusters. II- Kinematics of the cluster sample*” AJ 103, 447
- [5] van den Bergh & Morbey 1984, “*Does the ellipticity of clusters in the LMC correlate with age or luminosity?*” ApJ 283, 598; van den Bergh 2002
- [6] Bekki et al. 2004, “*Formation of Star Clusters in the Large Magellanic Cloud and Small Magellanic Cloud. I. Preliminary Results on Cluster Formation from Colliding Gas Clouds*” AJ, 602, 730
- [7] Hatzidimitriou & Bhatia 1990, “*Cluster pairs in the Small Magellanic Cloud*” A&A, 230, 11
- [8] Minniti et al. 2004, “*The Most Exciting Massive Binary Cluster in NGC 5128: Clues to the Formation of Globular Clusters*” ApJ, 612, 215
- [9] Holland et al. 1995, “*The Double Cluster G185 in M31*” AJ, 109, 2061
- [10] Mucciarelli et al. 2012, “*Blood Ties: the Real Nature of the LMC Binary Globular Clusters NGC 2136 and NGC 2137*” ApJ, 746:L19
- [11] Dieball et al. 2002, “*A statistical study of binary and multiple clusters in the LMC*” A&A, 391, 547
- [12] Bhatia & Hatzidimitriou 1988, “*Binary star clusters in the Large Magellanic Cloud*” MNRAS 230, 215
- [13] Mucciarelli et al. 2007, “*The Globular Cluster NGC 1978 in the Large Magellanic Cloud*” AJ 133, 2053
- [14] Bica et al. 1996, “*Integrated UBV Photometry of 624 Star Clusters and Associations in the Large Magellanic Cloud*” AJ, 102:57

- [15] Elmergreen et al. 2007, “*On the Rapid Collapse and Evolution of Molecular Clouds*” ApJ, 668, 1064
- [16] Zaritsky et al. 2004, “*The Magellanic Cloud Photometric Survey: The Large Magellanic Cloud Stellar Catalog and Extinction Map*” AJ, 128, 1606
- [17] Lee et al. 2001, “*Determination of the Distance of M33 Based on Single-Epoch I-Band Hubble Space Telescope Observations of Cepheids*” ApJ, 565, 959
- [18] Vallenari et al. 1998, “*Clusters in the west side of the bar of the Large Magellanic Cloud: interacting pairs?*” A&A, 331, 506
- [19] Piatti et al. 2003, “*Fundamental parameters of the LMC clusters NGC1836, NGC1860, NGC1865, vSL444, LW224 and SL548*” MNRAS, 344, 965
- [20] Leon et al. 1998, “*Interacting Star Clusters in the Large Magellanic Cloud – Overmerging problem solved by cluster group formation*” A&A, 344, 450
- [21] Miocchi et al. 2013, “*Star Count Density Profiles and Structural Parameters of 26 Galactic Globular Clusters*” AJ, 774:151
- [22] King 1966, “*The Structure of Star Clusters. III. Some Simple Dynamical Models*” AJ, 71

IMMAGINI:

[A] Mackey & Gilmore 2003, “*Surface brightness profiles and structural parameters for 53 rich stellar clusters in the Large Magellanic Cloud*” MNRAS, 338, 85

[B] Geisler & Hodge 1980, “*Ellipticities of globular clusters of the Large Magellanic Cloud*” ApJ, 242, 66

Ringraziamenti

Questa Tesi è stata svolta presso il Dipartimento di Fisica e Astronomia dell'Università di Bologna, supervisionata dal professore Francesco Ferraro e dai dottori Barbara Lanzoni ed Emanuele Dalessandro. Il primo ringraziamento va a loro, alla loro collaborazione, alla loro pazienza. Li ringrazio per aver presentato i loro corsi in modo coinvolgente, completo e comprensibile, e per avermi seguita fino in fondo con dedizione.

Ringrazio in particolare Emanuele per avermi seguita passo passo nello svolgimento di questo lavoro, rispondendo con pazienza alle mie innumerevoli domande e manifestando una totale disponibilità verso ogni mia esigenza.

Desidero poi ringraziare tutti gli altri professori che mi hanno guidata attraverso la Laurea Triennale in Astronomia prima e la Laurea Magistrale poi, per la disponibilità e l'aiuto che non hanno mai fatto mancare.

E ringrazio allo stesso modo i professori del Liceo Scientifico Tecnologico Bassi-Burgatti di Cento, per avermi fatto impazzire regalandomi però una preparazione che si è rivelata fondamentale negli studi successivi. Anche la loro disponibilità e il loro aiuto non sarà mai dimenticato.

Ringrazio i compagni di Corso, per aver reso piacevoli e sereni questi anni, e in particolare Raffaella, per avermi ospitata quando gli orari mattutini si facevano ardui (per non dire impossibili).

Avvicinandomi ora alle persone a me più care, ringrazio i miei nonni, anche se non possono saperlo. Perché faranno sempre parte di me e dei miei ricordi, e un pensiero va sempre anche a loro.

Ma il ringraziamento più grande non posso che rivolgerlo ai miei genitori. E non sarà mai abbastanza grande. Perché sono tutto quello che si possa desiderare. Mia madre, una guida, un'amica, una maestra di vita. Pronta a darmi tanto, a darmi tutto, sicuramente più di quello che merito. Pronta ad ascoltarmi, nelle cose più importanti, e mentre per la centesima volta le ripetevo le stesse pagine dello stesso esame, non potendone più ma sempre disponibile a ricominciare, se mi poteva essere d'aiuto. Collaborazione nelle piccole e grandi cose, sempre, incomparabile. Mio padre parte di me, pronto a dar l'anima per vedermi felice. Due vere stelle scese dal cielo per illuminarmi la strada, più di quanto possa fare il faro più potente, più di quanto possa fare chiunque. Loro sono qui, dentro di me, vicino a me, insuperabili.

Se agli angeli, alle stelle, si potessero dare fattezze umane, sarebbero le loro. Grazie di tutto,

mamma e papà. Non mi stancherò mai di ripetere al mondo quanto vi voglio bene.

Ringrazio poi i miei amichetti piumati; potrà sembrare sciocco, ma sanno riempire il cuore più di tante persone, e guardarli giocare mette sempre il sorriso.

Ringrazio chi mi conosce e mi ha sostenuta o incoraggiata, anche solo con un “vedrai che ce la farai”. Perché anche solo poche parole, dette con sincerità, sanno essere un grande dono.

Ringrazio anche Harry Ford, autore del primo libro di astronomia che ho letto. Perché da quelle poche pagine è nato un amore a prima vista, che si è sviluppato negli anni successivi e mi ha portata fino a qui (e, di nuovo, ringrazio i miei genitori per avermi comprato questo libro).

Ringrazio l'Associazione Astrofili Centesi, perché anche se la collaborazione e i contatti si sono sviluppati da poco e stanno ancora costruendosi, mi hanno offerto un'occasione. Non importa dove mi porterà, non conoscendomi hanno creduto in me e per questo meritano un ringraziamento anche loro. In particolare, Antonella Balboni per avermi contattata, ma il ringraziamento va a tutto il gruppo, indistintamente, per l'occasione e l'amicizia offerte.

A questo proposito, un grazie anche alla redazione della rivista Coelum, per aver pubblicato una mia lettera che ha reso possibile ad Antonella di sapere di me.

Si potrebbe ringraziare quindi il destino per le circostanze che si sono venute a creare e che mi hanno portata fino a qui.

Un ultimo ringraziamento anche agli amichevoli autisti della linea 576 Tper, che hanno fatto parte, silenziosamente, di questi 5 anni di studi. Ormai le quasi 4 ore di corriera giornaliera erano parte del gioco.

Sicuramente ci saranno altri ringraziamenti da fare, e mi scuso con chi eventualmente è rimasto fuori. Ma chi mi conosce e mi sostiene sa che non gli mancheranno mai il mio affetto e la mia riconoscenza.

Infine grazie a chi ogni notte punteggia il cielo di stelle. A chi ha costruito ogni frammento di questo universo stupendo e ce ne ha fatto dono, ponendoci qui e mettendoci in condizione di guardarlo, conoscerlo, sognarlo e svelarlo, ma mai del tutto. Perché in fondo i suoi misteri sono parte del suo fascino. E al di là della fisica, delle equazioni, della precisione scientifica, è sempre bello ammirarlo con occhi semplici, lasciandosi conquistare notte dopo notte da quelle piccole gocce d'argento.