

ALMA MATER STUDIORUM
UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI BOLOGNA

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

Tesi di Laurea Magistrale

**Caratterizzazione del sistema di ammassi stellari
binari NGC2136-NGC2137 nella Grande Nube di
Magellano**

Candidato:
Gaia Aru

Relatore:
Prof.ssa Barbara Lanzoni

Correlatori:
**Dott. Emanuele Dalessandro
Dott. Sara Saracino**

**Sessione IV
Anno Accademico 2017-2018**

Indice

Introduzione	1
1 Le Nubi di Magellano e gli ammassi globulari	3
1.1 Le Nubi di Magellano	3
1.1.1 La Grande Nube di Magellano	5
1.2 Gli ammassi globulari	6
1.3 Ammassi globulari nelle Nubi di Magellano	7
1.4 Sistemi di ammassi globulari binari in LMC	9
2 Osservazioni e riduzione dati	13
2.1 ESO VLT	13
2.2 HAWK-I e GRAAL	17
2.3 Data-set	20
2.4 Pre-riduzione	22
2.5 Analisi fotometrica	24
2.6 Fotometria d'apertura	28
2.7 PSF fitting	28
2.8 Diagramma colore-magnitudine	32
2.9 Astrometria	37
2.10 Calibrazione fotometrica	39
3 Performance fotometriche	43
3.1 Ottica Adattiva (AO)	43
3.2 Caratterizzazione delle performance	46
3.3 Variazione spaziale di FWHM ed EE	50
4 Determinazione dei centri e delle età	55
4.1 Centri e CMD dei cinque ammassi	56
4.1.1 Determinazione delle distanze reciproche	60

4.2	Determinazione dell'età	61
4.2.1	Decontaminazione statistica	61
4.2.2	Isochrone fitting	65
5	Determinazione dei parametri strutturali	69
5.1	Derivazione dei profili di densità	69
5.2	Determinazione dei parametri strutturali	71
5.3	Determinazione della massa	76
5.3.1	Correzione per incompletezza	76
6	Caratterizzazione del sistema NGC2136-NGC2137	81
6.1	Stima del filling-factor	81
6.2	Caratterizzazione delle sovradensità intra-cluster	84
6.3	Confronto con le simulazioni N-body	89
	Conclusioni	93

Elenco delle figure

1.1	Immagine della Grande e Piccola Nube di Magellano.	4
1.2	Mappa del Gruppo Locale.	5
1.3	Istogramma rappresentante la distribuzione in età degli ammassi globulari della LMC.	8
1.4	Istogramma rappresentante la distribuzione in massa degli ammassi globulari della LMC. La freccia indica il valore medio della stessa distribuzione della MW. [19]	8
1.5	Istogramma rappresentante la distribuzione in ellitticità ϵ degli ammassi globulari della LMC. La freccia indica il valore medio della stessa distribuzione della MW.[36]	10
1.6	Immagine della coppia di ammassi globulari NGC2136 (il più grande a destra)-NGC2137 (il più piccolo a sinistra), oggetto di studio di questo lavoro di tesi, ottenuta con il sistema combinato HAWK-I+GRAAL.	12
2.1	Quattro cupole dei telescopi UT e laser del sistema di AO	16
2.2	FoV e gap dei quattro chip.	17
2.3	Disallineamento dei quattro chip.	18
2.4	Percorso ottico di HAWK-I.	19
2.5	Efficienza dei filtri [56].	19
2.6	FoV delle osservazioni.	21
2.7	Immagine in banda J chip1, il cerchio rosso indica la stella selezionata e a destra viene riportato il suo profilo di brillantezza.	27
2.8	Immagine in banda J chip3 in cui si osserva il sistema binario NGC2136-NGC2137, il cerchio rosso indica una stella in prossimità del centro di NGC2136 e il cerchio blu identifica una stella satura. Di entrambe si osservano i profili di brillantezza.	27
2.9	Confronto tra l'immagine iniziale (sinistra) in banda J e l'immagine sottratta (destra) corrispondente.	30

2.10	Andamento di errore, χ^2 e sharpness per l'immagine 1 del chip1 combinata in banda J, con threshold 3 (sinistra) e 2 (destra), in funzione della magnitudine J. In basso è presentato il confronto tra i valori a 3σ (in rosso) e a 2σ (in nero).	31
2.11	CMD dei 4 chip a 3σ . Chip1 in alto a sinistra, chip2 in alto a destra, chip3 in basso a sinistra, chip4 in basso a destra.	32
2.12	Confronto tra gli andamenti in funzione della magnitudine H dei tre parametri: errore (sinistra), χ^2 (destra) e sharpness (in basso). I punti rossi rappresentano le immagini singole analizzate singolarmente e poi combinate insieme in banda H del chip1, mentre i punti neri rappresentano l'immagine stack in banda H del chip1.	33
2.13	Confronto tra i CMD: stack (sinistra) e delle immagini singole (destra). I CMD si riferiscono al chip3.	35
2.14	CMD (J,J-H) e (H,J-H) del FoV di HAWK-I dopo la procedura di <code>allframe</code> . 36	
2.15	Mappa dei quattro chip.	38
2.16	Mappa del FoV di HAWK-I.	39
2.17	Confronto magnitudini delle stelle nel chip1 tra i dati fotometrici e il catalogo di riferimento 2MASS. La retta rossa rappresenta la media, corrispondente all'entità dello shift da applicare per calibrare la magnitudine.	40
2.18	A sinistra: CMD del catalogo 2MASS nel FoV di HAWK-I. A destra: CMD catalogo fotometrico astronomicamente calibrato.	41
3.1	Processo di correzione per AO.	44
3.2	Schema di un sistema MCAO, in cui diversi sensori di fronte d'onda e specchi deformabili sono combinati insieme per ottimizzare la correzione in un campo di vista più grande.	46
3.3	Posizione delle quattro stelle di guida laser e della stella di guida naturale. 47	
3.4	Profilo di EE di una stella campione. Si osserva la variazione del flusso in funzione del numero di FWHM considerate. Le due righe tratteggiate rappresentano 2 e 7 FWHM.	49
3.5	Mappe di variazione di FWHM nel campo di vista delle immagini. Con NGS si indica la posizione della stella di guida naturale.	50
3.6	Mappe di EE lungo il FoV dell'osservazione.	51
3.7	Stabilità della PSF rispetto alla posizione nel FoV in banda K. Gli asterischi rappresentano i valori non corretti per AO, le croci sono i valori ottenuti con il sistema GRAAL.	52

3.8	Concentrazione dell'energia con e senza correzione AO per un seeing di 0.9".[70]	53
4.1	Mappa del catalogo, i cerchi rappresentano gli ammassi identificati: NGC2136 (rosso), NGC2137 (blu), KMHK1489 (arancione), KMHK1478 (verde), BSDL3152 (viola).	55
4.2	Mappa del catalogo in riferimento al centro di NGC2136.	57
4.3	Diagramma colore magnitudine della coppia di ammassi NGC2136 (sinistra) - NGC2137 (destra).	58
4.4	Diagramma colore magnitudine dei tre ammassi singoli presenti nel campo: KMHK1489 (sinistra), KMHK1478 (centro) e BSDL3152 (destra).	58
4.5	Mappe di riferimento con zoom sui centri di NGC2136 e NGC2137. Il cerchio rosso rappresenta l'area di raggio 50" all'interno della quale vengono considerate le stelle per la costruzione del CMD e la retta rossa rappresenta i tagli scelti per evitare la contaminazione del compagno.	59
4.6	Mappa del FoV del catalogo, il cerchio rosso rappresenta la prima regione di campo selezionata, il cerchio blu la seconda.	62
4.7	Confronto diagrammi colore magnitudine degli ammassi NGC2136 (sinistra) e NGC2137 (destra) e il CMD delle corrispondenti aree di campo.	62
4.8	Confronto diagrammi colore magnitudine degli ammassi KMHK1489, KMHK1478, BSDL3152 e il CMD della corrispondente area di campo.	63
4.9	Confronto tra i CMD dei 5 ammassi prima e dopo la procedura di decontaminazione.	64
4.10	Diagramma colore magnitudine di NGC2136 (sinistra) e NGC2137 (destra). In rosso si osserva l'isocrona di best-fit.	67
4.11	Diagramma colore magnitudine di KMHK1489 (sinistra), KMHK1478 (destra) e BSDL3152 (sotto). In rosso si osserva l'isocrona di best-fit.	68
5.1	Selezione dei settori e sotto-settori per i 5 ammassi con relative selezioni angolari. Le zone con i punti rossi rappresentano le regioni selezionate.	70
5.2	Profilo di densità superficiale radiale dell'ammasso NGC2136. I pallini vuoti e le corrispondenti barre di errore rappresentano il profilo di densità osservato. Le linee tratteggiate rappresentano il livello di background selezionato. I pallini neri e gli errori rappresentano il profilo dopo la sottrazione del fondo.	71

5.3	Profili di densità di King. In ascissa il logaritmo della distanza dal centro in unità di r_c , in ordinata il logaritmo della brillantezza superficiale normalizzata al suo valore centrale. Le frecce indicano la posizione di r_t per ognuno dei modelli rappresentati. I valori del parametro di concentrazione relativo a ciascun modello è indicato lungo ciascuna curva [14].	73
5.4	Modelli di King di best-fit (linee rosse) ottenuti per i cinque ammassi. Il pannello inferiore di ogni figura mostra i residui tra i dati osservati (cerchi neri) e il modello (linea rossa).	75
5.5	IMF di Salpeter.	77
5.6	Funzione di luminosità dell'ammasso NGC2136. I punti neri rappresentano la funzione osservata. Le barre di errore associate ai dati osservativi sono date dall'errore poissoniano. La linea rossa continua è la LF teorica calcolata per una metallicità $[Fe/H] = -0.29$ e un'età di 60 Myr. Le linee rosse tratteggiate corrispondono alla LF teorica normalizzata ai valori superiore e inferiore delle barre d'errore dei dati, e sono state utilizzate per ottenere l'incertezza sulla stima finale della massa.	78
6.1	Curva di rotazione di LMC determinata dai moti propri delle stelle (punti verdi e neri) [82]. La freccia verde sopra al grafico indica la distanza a cui si trovano i nostri ammassi.	83
6.2	Andamento del parametro di forza di marea ϵ in funzione del potenziale W_0 , e quindi della concentrazione c . Le curve si riferiscono a diversi valori di ξ , dal basso verso l'alto: 3, 2, 1.5, 1.	84
6.3	Mappa di densità di tutto il campo di vista di HAWK-I dell'osservazione (in alto) e zoom sulla coppia di ammassi NGC2136-NGC2137 (in basso).	85
6.4	Selezione dell'area rettangolare ed esempio dei settori circolari entro cui viene calcolato il profilo di densità tra i due ammassi NGC2136-NGC2137.	87
6.5	Mappa del FoV osservato (sinistra) e mappa ottenuta da una simulazione (destra).	88
6.6	Profili di densità tra i due ammassi NGC2136-NGC2137. I punti neri e le corrispondenti barre di errore rappresentano i dati osservati, per differenti bin radiali. La linea nera continua indica la mediana delle 1000 distribuzioni di densità simulata. Le aree rosse progressivamente più chiare rappresentano 1, 2 e 3 σ dalla mediana.	88

6.7 Rappresentazione nel piano x-y, in riferimento al centro di NGC2136, dell'evoluzione del sistema secondo i due modelli: A10 (grafici nella riga superiore) e A20 (riga inferiore). Le simulazioni per il modello A10 partono dalla nascita del sistema (immagine sinistra) e si estendono per età successive (15, 30, 45 e 60 Myr). Le simulazioni per il modello A20 partono dalla nascita del sistema (immagine sinistra) e si estendono per età successive (21, 42, 63 e 84 Myr).[34] 91

Elenco delle tabelle

2.1	Strumenti installati nei telescopi del VLT. [54]	14
2.2	Parametri dei detector. La descrizione di queste quantità è presente nel paragrafo 2.5.	18
2.3	Tabella riassuntiva delle osservazioni.	21
2.4	Valori di read-out noise per i quattro chip del rilevatore.	24
2.5	ΔJ e ΔH tra le magnitudini del catalogo 2MASS e quelle delle stelle dei vari chip.	40
3.1	Valori di FWHM media per ciascun chip di ogni immagine, con media corrispondente e valore del seeing senza correzioni relativo a ciascuna immagine.	48
4.1	Coordinate in gradi dei centri degli ammassi. Sono riportati sia i centri stimati preliminarmente sia i valori dei centri reali ottenuti dalla media dei nove valori calcolati per le combinazioni di raggi e magnitudine.	56
4.2	Distanze ammassi NGC2137, KMHK1489, KMHK1478 e BSDL3152 da NGC2136.	60
5.1	Stime dei parametri di best-fit dei modelli di King che meglio approssimano i profili di densità dei 5 ammassi. In ordine da sinistra verso destra: potenziale (W_0), concentrazione (c), raggio di core (r_c), raggio di metà massa (r_{hm}), raggio mareale (r_t), normalizzazione.	74
5.2	Stima della massa stellare dei cinque ammassi ottenuta dalla funzione di luminosità osservata. Da sinistra a destra: raggio di metà massa (r_{hm}), massa stellare entro r_{hm} ($M_{r_{hm}}$), massa stellare entro una regione circolare di raggio r_{hm} nelle regioni rappresentative del campo della LMC (M_{Campo}), percentuale in massa dovuta alle stelle di campo (Campo [%]), massa totale di ciascun ammasso dopo la sottrazione del contributo del campo (M_{tot}).	76

5.3	Stima della massa stellare dei cinque ammassi corretta per incompletezza, ovvero ottenuta dalla funzione di luminosità teorica. Da sinistra a destra: raggio di metà massa (r_{hm}), massa stellare entro r_{hm} ($M_{r_{hm}}$), percentuale in massa dovuta alle stelle di campo (Campo [%]), massa totale di ciascun ammasso dopo la sottrazione del contributo del campo (M_{tot}).	79
6.1	Stime dei parametri necessari alla determinazione del fattore di riempimento del lobo di Roche di ciascuno dei cinque ammassi. In ordine: nome degli ammassi, distanza dal centro galattico, raggio mareale (o di troncamento), raggio di Jacobi, frequenza orbitale, filling-factor (rapporto tra il raggio mareale e il raggio di Jacobi).	83
6.2	Valori di riferimento utilizzati Portegies Zwart e Rusli per le simulazioni N-body per l'evoluzione del sistema binario NGC2136-NGC2137. [34] . . .	90
6.3	Condizioni iniziali delle simulazioni per i due modelli: A10 e A20. In ordine da sinistra a destra abbiamo, dopo il nome del modello, i parametri iniziali della simulazione: separazione orbitale iniziale (R_i), massa minima della IMF di Salpeter (m_-), massa massima della IMF di Salpeter (m_+), numero di stelle simulate per NGC2136 (N_i) e per NGC2137 (n_i), raggio viriale del primario (R_{vir}) e del secondario (r_{vir}). Seguono i parametri finali: tempo in cui viene interrotta la simulazione (t_f), numero di stelle che hanno gli ammassi alla fine della simulazione (N_f, n_f) e la distanza finale tra i due ammassi (R_f). [34]	90

Introduzione

Il presente lavoro di tesi si inserisce nel contesto dello studio degli ammassi globulari multipli presenti nelle Nubi di Magellano. La Grande Nube di Magellano ospita il più grande numero di candidati ad ammassi stellari doppi del Gruppo Locale. Gli ammassi binari possono fornire informazioni importanti riguardo i processi di formazione degli ammassi globulari, la connessione con l'ambiente in cui si trovano e la storia evolutiva della galassia ospitante. Tuttavia per estrarre queste informazioni e interpretarle adeguatamente, è necessario caratterizzare le proprietà di questi sistemi in termini di età, metallicità, proprietà strutturali e cinematiche.

In questa tesi ci focalizziamo sull'analisi della coppia di ammassi globulari NGC2136-NGC2137 nella Grande Nube di Magellano. La natura binaria di questa coppia è già stata confermata da stime di metallicità e di velocità radiali, estratte dall'analisi di spettri ad alta risoluzione.

L'obiettivo di questo lavoro è quello di comprendere l'origine di questi sistemi e determinare la loro evoluzione futura. Per questo scopo abbiamo utilizzato dati fotometrici ottenuti durante la fase di "*science verification*" della camera infrarossa HAWK-I, montata su uno dei quattro telescopi da 8 metri del VLT-ESO, in combinazione con il sistema di ottica adattiva GRAAL. Questa combinazione di strumenti è ideale per studiare nel dettaglio le età di questi ammassi, la loro struttura attraverso i profili di densità e l'eventuale presenza di distorsioni mareali indotte dalla reciproca interazione gravitazionale.

Il lavoro di tesi è articolato nel seguente modo:

- Nel capitolo 1 vengono introdotte le caratteristiche generali delle Nubi di Magellano, focalizzandoci sulla descrizione della Grande Nube di Magellano. Si passa poi a una descrizione generale degli ammassi globulari e delle loro caratteristiche. Vengono introdotti gli ammassi stellari multipli, prestando attenzione a quelli di nostro interesse, se ne descrive la struttura, gli scenari di formazione, oltre che il loro ruolo come traccianti di interazione dinamica tra le due Nubi.
- Nel capitolo 2 viene descritta la strumentazione con cui sono state acquisite le immagini utilizzate per questo lavoro, le procedure di riduzione dei dati e di analisi

fotometrica e il data set da esse ottenuto. Vengono inoltre descritte le tecniche di astrometizzazione e calibrazione fotometrica, utilizzate per produrre il catalogo fotometrico finale. In seguito, vengono mostrati i diagrammi colore-magnitudine degli ammassi globulari in oggetto.

- Poiché i dati utilizzati in questi lavoro sono tra i primi ad essere stati ottenuti con il sistema HAWK-I+GRAAL, nel capitolo 3 vengono studiate le performance fotometriche del sistema combinato, che sono informazioni importanti per il futuro utilizzo di questo strumento.
- Nel capitolo 4 è descritta l'analisi del catalogo fotometrico. In particolare viene descritta l'identificazione di tutti i sistemi stellari inclusi nel campo di vista di HAWK-I, la determinazione dei loro centri e delle loro età.
- Nel capitolo 5 vengono ottenuti e analizzati i profili di densità di ciascun ammasso. Si descrivono i modelli di King di best-fit, grazie ai quali sono stati determinati i parametri strutturali e la massa.
- Sulla base delle informazioni ottenute nei capitoli precedenti, nel capitolo 6 analizziamo le evidenze di mutue interazioni gravitazionali tra NGC2136 e NGC2137, e di eventuali interazioni con le altre strutture stellari. I risultati vengono interpretati sulla base di un confronto con i modelli dinamici e simulazioni N-body che ci permettono di porre dei vincoli sulla futura evoluzione e sul destino finale di questa coppia.

Capitolo 1

Le Nubi di Magellano e gli ammassi globulari

1.1 Le Nubi di Magellano

La Piccola Nube di Magellano (SMC, Small Magellanic Cloud) e la Grande Nube di Magellano (LMC, Large Magellanic Cloud) sono una coppia di galassie irregolari che orbitano intorno alla Via Lattea (MW, Milky Way). Sono situate a una distanza rispettivamente di circa 61 kpc [1] e 48 kpc [2] da essa. Fino alla scoperta, nel 1994, della galassia nana del Sagittario che si trova a circa 16 kpc dal centro della Via Lattea, le Nubi di Magellano erano considerate le galassie più vicine alla nostra. Le Nubi sono considerate satelliti della nostra galassia. Sono oggetti ben visibili anche a occhio nudo nell'emisfero australe. La prima menzione della LMC risale a un'opera di un astronomo persiano che, nel 964, la chiamò il Bue Bianco degli arabi del sud. Il primo europeo a riportare l'esistenza delle Nubi di Magellano fu l'esploratore Amerigo Vespucci nel 1503-04 menzionandole in una lettera su uno dei suoi viaggi nell'emisfero australe. Il loro nome attuale fu assegnato dallo scrittore Antonio Pigafetta nel 1524 nel suo resoconto della spedizione di Magellano del 1519, in onore al quale scelse il nome.

Le Nubi di Magellano sono le galassie irregolari più massive del Gruppo Locale¹ (figura 1.2), presentano un elevato tasso di formazione stellare (SF) ($\log SFR =$

¹Con "Gruppo Locale" (figura 1.2) si intende una zona di raggio 1-2 Mpc all'interno della quale si trovano galassie di diverso tipo legate tra di loro gravitazionalmente. Oltre alle Nubi di Magellano, vi si trovano tre galassie a spirale (MW, M31-galassia di Andromeda e M33-galassia del Triangolo), caratterizzate da grande massa e luminosità, e una galassia ellittica, ma la maggior parte sono sferoidali nane e irregolari nane.



Figura 1.1: Immagine della Grande e Piccola Nube di Magellano.

$(-0.4 \pm 0.2)M_{\odot}yr^{-1}$ per LMC e $logSFR = (-1.6 \pm 0.2)M_{\odot}yr^{-1}$ per SMC [3]), una bassa metallicità, pari a circa un decimo di quella solare. Le galassie irregolari come le Nubi presentano un'alta abbondanza di gas e nelle più massive si possono osservare delle strutture a disco e residui di caratteristiche tipiche di una galassia a spirale: le galassie di questo tipo sono chiamate Spirali Magellaniche.

La LMC è classificata come una galassia a spirale barrata SB(s)m [4], secondo la classificazione di Hubble, di massa pari a circa $10^9 M_{\odot}$, ed è considerata il migliore esempio delle Spirali Magellaniche Barrate [5]. Invece la SMC è meno luminosa e massiva e fa parte della categoria delle Irregolari Magellaniche, ovvero galassie prive di barre o spirali.

La loro vicinanza alla MW permette di risolvere le stelle e studiarle nel dettaglio. Le Nubi sono il laboratorio ideale per diversi temi di ricerca astrofisica, come lo studio di popolazioni stellari. Esse, infatti, hanno sperimentato una storia di formazione stellare prolungata, che è ancora attiva, probabilmente stimolata dalla reciproca interazione gravitazionale.

Si ritiene che LMC e SMC siano tra loro intimamente connesse a causa della mutua interazione gravitazionale. Le principali evidenze dell'interazione tra SMC e LMC sono:

- Magellanic Bridge (ponte magellanico): debole struttura di gas e stelle che

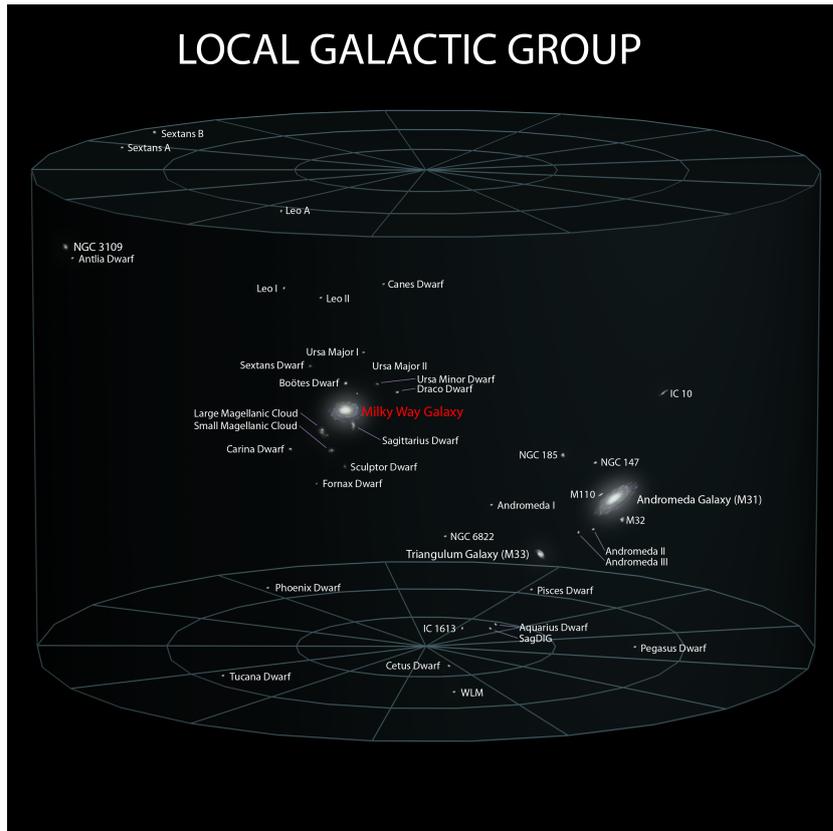


Figura 1.2: Mappa del Gruppo Locale.

collega le due Nubi, segno di un recente incontro. [6]

- Magellanic Stream (scia magellanica): scia filamentare di idrogeno neutro, prodotto dalle interazioni mareali e dinamiche tra le Nubi e la Via Lattea. [7]

1.1.1 La Grande Nube di Magellano

La LMC ha una struttura molto complessa. La sua componente stellare rivela una regione centrale ad alta brillantezza superficiale chiamata **barra** e una struttura circolare sottile, e simmetrica definita come **disco**. La distribuzione del gas, sia neutro che ionizzato, segue principalmente quella del disco e mostra chiari segni di bracci a spirale.

La storia di formazione stellare (SFH, Star Formation History) della LMC è molto complessa. Sembra che sia caratterizzata da diversi eventi distinti e si pensa che sia associata agli incontri ravvicinati e alle conseguenti interazioni con la SMC.

La SFH della LMC è stata studiata da numerosi scienziati (Holtzman et al.[8],

Smecker-Hane et al. [9], Harris e Zaritsky [10] e Rubele et al. [11]). Iniziata circa 13 Gyr fa, la formazione stellare nella LMC è continuata a ritmo lento fino a circa 4 – 5 Gyr fa, momento in cui si è verificato un forte episodio di formazione, coincidente con la cattura mareale di SMC [12]. In periodi successivi, si sono verificati altri burst di formazione di entità minore, molti dei quali sono coincidenti con quelli osservati in SMC, ulteriore evidenza della loro interazione.

Queste interazioni potrebbero essere all'origine della barra, la quale sembra aver avuto due principali fasi di formazione stellare, una 4 – 6 Gyr fa e l'altra 1 – 2 Gyr fa; invece il disco mostra uno tasso di formazione stellare (SFR, Star Formation Rate) costante nel tempo. Come risultato di questa prolungata storia di formazione, il contenuto stellare della LMC è caratterizzato da popolazioni di diversa età e metallicità. Un importante banco di prova della SFH è lo studio degli ammassi globulari, che permettono di determinare sia l'età che la metallicità con accuratezza molto maggiore rispetto alle stelle di campo.

1.2 Gli ammassi globulari

Gli ammassi globulari (GC, Globular Cluster) sono sistemi stellari composti da circa $10^4 - 10^6$ stelle legate gravitazionalmente e distribuite in un volume pressoché sferico, il cui diametro può variare da poche decine fino a centinaia di anni luce. Nella MW sono stati identificati circa 130 GGC (Galactic Globular Clusters) tutti formati tra 12 e 13 miliardi di anni fa, distribuiti principalmente nell'alone e nel bulge, dove orbitano intorno al centro galattico su traiettorie ellittiche fortemente eccentriche [13].

Negli ultimi anni, numerose survey (come per esempio la *Via Lattea Vista Variabile Survey*) hanno identificato nuovi candidati GC nel Bulge.

Si ipotizza che i GC si formino dal collasso di una singola nube di gas molecolare e abbiano dato origine alle prime popolazioni di stelle della galassia. Essi sono il miglior esempio conosciuto di popolazioni stellari semplici (SSP, Simple Stellar Population), formata da stelle singole, coeve e con la stessa composizione chimica.

Il profilo di brillantezza superficiale radiale per la maggior parte degli ammassi è descritto dal modello di King [14]. Tale modello è caratterizzato da una regione centrale (core) avente brillantezza costante e da un andamento decrescente all'aumentare della distanza dal centro. Tuttavia per alcuni ammassi l'andamento nelle regioni centrali devia sostanzialmente da un modello di King ed è meglio descritto da una legge di potenza, a causa del cosiddetto core-collapse.

A differenza di sistemi stellari meno massicci e densi, ci si aspetta che la maggior parte degli ammassi globulari sopravviva alle interazioni mareali con l'ambiente circostante e all'evoluzione dinamica interna per tempi scala significativamente più lunghi della vita media delle stelle da cui sono formati. Può capitare che le intense interazioni mareali con oggetti di grande massa come le galassie, causino una significativa perdita di stelle per il sistema, ma questo rientra tra i casi eccezionali.

1.3 Ammassi globulari nelle Nubi di Magellano

Gli ammassi stellari delle Nubi di Magellano mostrano caratteristiche molto diverse rispetto a quelli della MW. Infatti i GGC hanno la caratteristica di essere tutti vecchi, con età compresa tra 9 e 13 Gyr, mentre i GC delle nubi sono distribuiti in un ampio range di età, da sistemi di pochi Myr a quelli molto vecchi con età comparabile agli oggetti della MW [15]. Nella Grande Nube di Magellano, in particolare, convivono sistemi di diversa età che possono essere raggruppati in quattro famiglie:

1. Popolazioni giovanissime, con età inferiori a 50 Myr.
2. Popolazioni giovani, composte da stelle con età tra 50 Myr e 500 Myr.
La presenza di queste due popolazioni così giovani è una dimostrazione dell'intensa attività di SF in corso.
3. Popolazioni intermedie, con stelle che coprono un intervallo di età da 500 Myr a 10 Gyr.
4. Popolazioni vecchie, presenti in ammassi coevi a quelli della MW, con età superiore a 11 Gyr.

In figura 1.3 si notano i quattro picchi relativi alle quattro popolazioni appena citate. La maggior parte degli ammassi presenti nelle nubi rientra nella categoria delle popolazioni intermedie, anche se LMC presenta una mancanza totale di oggetti di età compresa tra 4 Gyr e 10 Gyr, ad eccezione dell'ammasso ESO121, che ha un'età di 8 – 9 Gyr, ma che si ipotizza sia nato nella SMC e sia stato catturato marealmente da LMC [16]. Questo periodo di quiescenza di LMC in cui non si ha formazione di ammassi prende il nome di *age gap*. La gap potrebbe essere dovuta ad un'interruzione prolungata della formazione stellare della LMC. Una seconda spiegazione della gap è che la formazione stellare non si sia mai interrotta e che gli ammassi di età compresa tra 4 e 10 Gyr siano stati strappati marealmente [17]. Gli ammassi globulari nella LMC sono distribuiti lungo il disco e soprattutto popolano

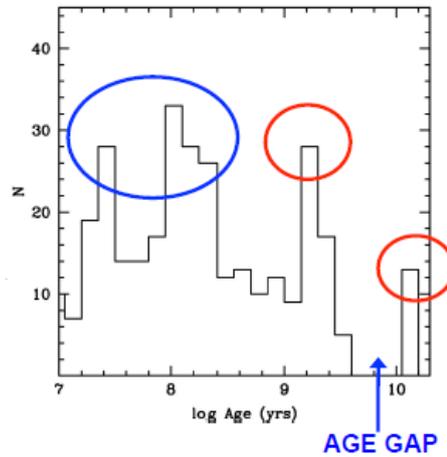


Figura 1.3: Istogramma rappresentante la distribuzione in età degli ammassi globulari della LMC.

la barra, mentre nella MW si trovano principalmente nell'alone sferico [18]. Dal confronto tra la distribuzione in massa degli ammassi di LMC e il valore medio della distribuzione di quelli della MW (figura 1.4) emerge che in media i GGC sono più massivi di un ordine di grandezza rispetto a quelli di LMC.

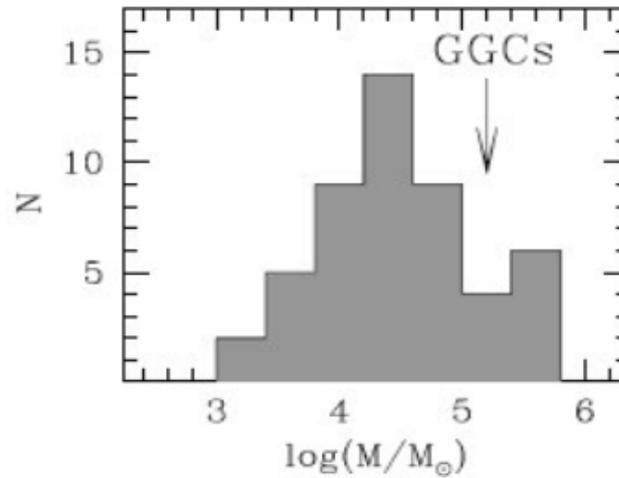


Figura 1.4: Istogramma rappresentante la distribuzione in massa degli ammassi globulari della LMC. La freccia indica il valore medio della stessa distribuzione della MW. [19]

1.4 Sistemi di ammassi globulari binari in LMC

La Grande Nube di Magellano offre un'ottima opportunità per studiare i GC in generale, e, a differenza della Via Lattea, ospita una significativa ($\sim 20\%$) popolazione di candidati a sistemi doppi o multipli o gruppi con età giovane/intermedia [20][21]. Qualche altro ammasso doppio si trova in SMC [22], nella galassia Antenna [23], in NGC5128 [24] e nella galassia M51 [25].

I primi studi sui candidati ad ammassi binari nelle Nubi di Magellano risalgono all'inizio degli anni '90. Il primo catalogo di cluster binari nella LMC è stato presentato da Bhatia et al. (1991) [20][26] che ha esaminato i 1200 GC noti fino a quel momento in tutta LMC, individuando 69 candidati a sistemi binari. Il criterio comunemente usato per individuare ammassi multipli è la distanza relativa. Si selezionano come candidati di ammassi doppi o multipli i sistemi con una distanza relativa inferiore a ~ 20 pc, che corrisponde a circa 1.4 arcmin, assumendo un modulo di distanza di 18.5 mag per la LMC. Uno studio successivo ha portato all'identificazione di 73 coppie, 18 sistemi tripli, 5 sistemi con quattro componenti, 1 con cinque e 3 con sei [21].

Ci sono tre possibili spiegazioni per la formazione di GC gravitazionalmente interagenti:

1. si sono formati dalla frammentazione della stessa nube molecolare [27];
2. si sono formati in nubi molecolari differenti e sono diventati sistemi legati dopo un incontro ravvicinato che può aver portato alla cattura mareale [28][29].
3. sono il risultato della una divisione di una singola regione di formazione stellare [30] [31].

Anche la loro evoluzione dinamica successiva può portare a differenti risultati.

I modelli dinamici e le simulazioni N-body [32][33] hanno dimostrato che a seconda delle condizioni iniziali del sistema, una coppia di GC gravitazionalmente legati può avere due scenari evolutivi. Le due componenti possono slegarsi a causa della significativa perdita di massa avvenuta nelle fasi iniziali dell'evoluzione stellare, oppure se la separazione iniziale tra i due sistemi stellari è grande. Alternativamente possono fondersi, in un tempo scala dell'ordine di 60 Myr, in un unico ammasso più massiccio a causa delle perdite di momento angolare del sistema. Le stelle quindi vengono strappate dal sistema, causando una diminuzione della distanza orbitale dei due oggetti legati [34]. L'ammasso che si forma in seguito al fenomeno di merging è identico a un ammasso isolato, ad eccezione dell'eccentricità dell'orbita, che risulta maggiore. In LMC si osservano molti ammassi isolati con elevata ellitticità,

che suggeriscono che la loro origine sia avvenuta in seguito a merging di sistemi binari, e questo andrebbe a sostenere le alte percentuali di sistemi interagenti ipotizzate. Infatti, la distribuzione di ellitticità (ϵ) dei GC della LMC mostra valori significativamente più elevati di quelli osservati nella MW (figura 1.5). I valori medi sono:

- LMC: $\epsilon = 0.16 \pm 0.05$
- SMC: $\epsilon = 0.19 \pm 0.06$
- MW: $\epsilon = 0.07 \pm 0.04$ [35]

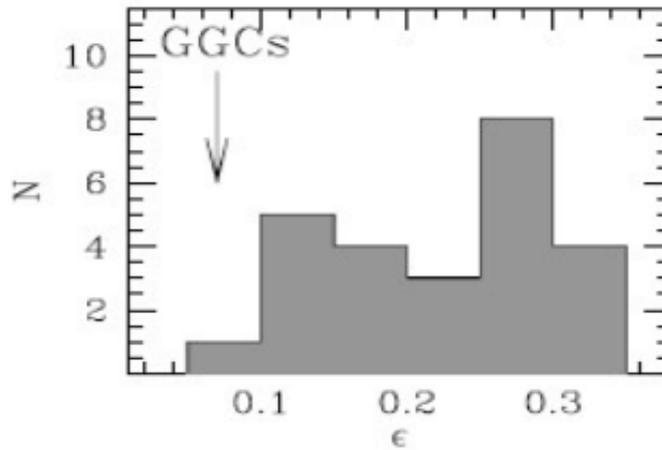


Figura 1.5: Istogramma rappresentante la distribuzione in ellitticità ϵ degli ammassi globulari della LMC. La freccia indica il valore medio della stessa distribuzione della MW.[36]

Il prodotto finale della fusione può essere caratterizzato, in base al valore del parametro di impatto del sistema binario pre-merging, da diversi gradi di complessità morfologica e cinematica [37][38]. In alcuni casi, il sistema stellare risultato della fusione può mostrare una significativa rotazione interna [39][40][41][33].

Il merging di coppie di ammassi è stato utilizzato anche per interpretare le particolari proprietà di ammassi massivi e dinamicamente complessi, come ω Centauri [42][43], e, più in generale, è vista come la strada per formare ammassi con più popolazioni di diverse abbondanze chimiche, sia in termini di ferro che in termini di elementi leggeri [44][43][45][46].

Le popolazioni e le proprietà degli ammassi globulari binari potrebbero dipendere dalla storia evolutiva della galassia che li ospita. Infatti, diversi studi teorici suggeriscono che gli incontri e le interazioni tra LMC e SMC hanno innescato la formazione dei sistemi binari e, in generale, la formazione della maggior parte dei GC noti nelle

Nubi di Magellano. Se le nubi di gas interstellare mostrano moti casuali su larga scala nel sistema interagente LMC-SMC, allora possono collidere per formare ammassi stellari compatti attraverso un forte shock causato da compressioni e dissipazioni [47], e il valore del parametro di impatto determina la formazione di un ammasso singolo o di una coppia di GC. Bekki et al. [17] hanno dimostrato che l'efficienza di formazione stellare nelle galassie interagenti può aumentare significativamente, determinando la formazione di sistemi stellari compatti e doppi. Questa idea è supportata dalle due epoche di intensa formazione di GC in LMC (~ 100 Myr e $\sim 1-2$ Gyr fa [48]) che coincidono con le due ere corrispondenti agli incontri ravvicinati tra SMC e LMC, come ipotizzato dai vari modelli teorici [49] [50].

In linea di principio lo studio delle coppie di ammassi globulari fornisce informazioni cruciali sui meccanismi di formazione ed evoluzione dei GC e sulle possibili interazioni subite dalla galassia ospite. Tuttavia, in pratica non sappiamo molto di questi sistemi.

Fino ad ora il criterio tipicamente utilizzato per identificare le coppie di ammassi è stata la piccola separazione angolare osservata (< 1.4 arcminuti [21]) e l'unico ulteriore indizio è che alcuni di questi candidati a sistema binario sono di solito coevi. Tuttavia le stime dell'età sono incerte, dal momento che vengono solitamente derivati dai colori integrati [51], poiché i diagrammi colore-magnitudine (CMD) sono disponibili solo in alcuni casi [28].

Finora la binarietà è stata confermata, attraverso un'analisi chimica dettagliata e velocità radiali ottenute con spettri ad alta risoluzione, solo nel caso di NGC2136-NGC2136 in LMC [52].

L'obiettivo di questa tesi è l'accurata caratterizzazione fotometrica di questa coppia di GC nella LMC, attraverso l'analisi di dati ottenuti attraverso il nuovo sistema combinato di imager e ottica adattiva HAWK-I+GRAAL. Il lavoro è finalizzato anche alla prima caratterizzazione delle performance di questa tecnologia di ottiche adattive. Un'immagine rappresentativa della coppia di GC, ottenuta dalle nostre osservazioni, è mostrata in figura 1.6. A partire dai diagrammi colore-magnitudine viene determinata l'età di questi sistemi stellari e attraverso l'analisi dei profili di densità vengono estratti i parametri strutturali dei due ammassi binari e dei tre ammassi aggiuntivi, che sono stati identificati nel campo di vista dell'osservazione. Per la coppia NGC2136 e NGC2137 vengono fatte anche delle simulazioni per riprodurre il profilo di densità lungo la congiungente delle due componenti. Infine viene fatto un confronto qualitativo con le simulazioni disponibili in letteratura.



Figura 1.6: Immagine della coppia di ammassi globulari NGC2136 (il più grande a destra)-NGC2137 (il più piccolo a sinistra), oggetto di studio di questo lavoro di tesi, ottenuta con il sistema combinato HAWK-I+GRAAL.

Capitolo 2

Osservazioni e riduzione dati

In questo capitolo sono descritti gli strumenti utilizzati per l'acquisizione dei dati e le procedure di analisi. In primo luogo verrà fatta una descrizione generale delle caratteristiche del Very Large Telescope (VLT) dell'ESO e degli strumenti offerti. Verranno poi descritte in maggiore dettaglio la camera HAWK-I e il sistema di ottiche adattive (AO) GRAAL (Ground layer Assisted by Lasers) correlato, su cui si basa questo lavoro di tesi. Si passerà poi alla descrizione dei data-set, della fase di analisi preliminare e infine delle fasi di analisi fotometrica.

2.1 ESO VLT

Il VLT è il sistema di telescopi ottici più avanzato al mondo costruito dall'ESO (European Southern Observatory). Esso è costituito da quattro grandi telescopi principali, della classe degli 8m, con montatura altazimutale, affiancati da quattro telescopi ausiliari di piccole dimensioni, utilizzati per interferometria, che possono essere spostati a seconda delle esigenze di osservazione. Il VLT è situato a Cerro Paranal, montagna del deserto di Atacama nel Cile settentrionale, corrispondente ad una quota sul livello del mare di 2635 metri. Il sito è stato selezionato per la sua secchezza, l'abbondanza di notti serene, la quota elevata e la lontananza da fonti di inquinamento luminoso.

I quattro telescopi principali del VLT sono riflettori a grande campo Ritchey-Chrétien¹. Essi sono comunemente chiamati Unit Telescope (UT), e sono composti da uno specchio primario di diametro pari a 8.2 metri e spessore di 18 centimetri, un secondario con diametro 0.94 metri e uno specchio terziario, ellittico, di dimensioni 1.242×0.866 metri; invece i quattro telescopi riflettori ausiliari mobili, detti Auxiliary Telescope (AT) hanno

¹Configurazione di specchi iperbolici evoluzione della Cassegrain capace di ridurre ulteriormente l'aberrazione off-axis.

uno specchio principale di 1.8 metri di diametro. Per le dimensioni del primario i telescopi VLT sono tra i più grandi al mondo.

I telescopi di 8,2 metri di diametro vengono principalmente utilizzati individualmente. Il primo dei quattro telescopi (UT1) ha iniziato la sua vita operativa il primo aprile 1999; l'ultimo telescopio VLT (UT4), su cui è stato installato un sistema di ottiche adattive, è diventato operativo nei primi di settembre del 2000. Oggi tutti e quattro gli UT e i quattro AT sono operativi.

I telescopi UT 1, 2, 3 e 4 del VLT hanno dei nomi propri legati all'antica lingua locale:

1. UT1: Antu, nome antico per il Sole
2. UT2: Kueyen, la Luna
3. UT3: Melipal, Croce del Sud
4. UT4: Yepun, inizialmente si pensava che questo fosse il nome di Sirio, ma probabilmente è l'antico nome di Venere.

I telescopi di 8,2 metri sono ospitati in edifici compatti con altezza 2850 cm e diametro 2900 cm, controllati termicamente e che ruotano in sincronia con i telescopi, per minimizzare gli effetti sfavorevoli alle condizioni osservative, per esempio la turbolenza dell'aria nel tubo del telescopio, dovuta alle variazioni di temperatura e al vento [53].

La strumentazione del VLT copre un'ampia porzione dello spettro elettromagnetico, dal lontano ultravioletto (300 nm) al medio infrarosso (24 μm).

I telescopi possono essere anche combinati a formare un grande interferometro con baseline massima di 130 metri, per fare osservazioni ad altissima risoluzione nell'ottico/infrarosso. Il Very Large Telescope Interferometer dell'ESO (VLTI) consente agli astronomi di vedere dettagli fino a 25 volte più accurati rispetto a quelli osservabili con i singoli telescopi.

Nella tabella di seguito vengono riportati gli strumenti installati nei vari telescopi UT del VLT.

Telescopio	Fuoco		
	Nasmyth A	Cassegrain	Nasmyth B
UT1-Antu	NACO	FORS2	KMOS
UT2-Kueyen	FLAMES	X-shooter	UVES
UT3-Melipal	SPHERE	VISIR	VIMOS
UT4-Yepun	HAWK-I	SINFONI	MUSE

Tabella 2.1: Strumenti installati nei telescopi del VLT. [54]

Vediamo adesso le caratteristiche corrispondenti agli strumenti:

FORS2: CCD sensibile alla luce visibile e spettrografo multi-oggetto con campo di vista di 6.8×6.8 arcmin.

UVES: Spettrografo ad alta risoluzione per la banda tra 300 nm e $1 \mu\text{m}$.

FLAMES: Spettrografo multi-oggetto a fibre ottiche collegate a UVES e GIRAFFE, che permette lo studio di centinaia di sorgenti contemporaneamente.

NACO: Parte del sistema di ottica adattiva. Permette di ottenere 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 fra 10 e $20 \mu\text{m}$.

SINFONI: Spettrografo a campo integrale di media risoluzione operante in IR ($1\text{-}2.5 \mu\text{m}$). Questo strumento sfrutta l'ottica adattiva.

CRIRES: Spettrografo echelle con risoluzione $R=100\,000$ nel vicino infrarosso tra 1 e $5 \mu\text{m}$.

HAWK-I: CCD per il vicino IR a grande campo che opera in banda infrarossa tra 0.85 e $2.5 \mu\text{m}$.

VIMOS: Spettrografo multi-oggetto in grado di elaborare fino a 1000 sorgenti contemporaneamente su un campo di 14×14 arcmin.

PIONIER: Combina insieme la luce raccolta dai quattro telescopi da 8.2 m ottenendo dettagli con una risoluzione 16 volte maggiore di quella dei telescopi singoli.

PRIMA: Strumento per l'interferometria che usa sia i quattro telescopi principali che i secondari. Consente l'osservazione di oggetti deboli in alta risoluzione.

AMBER: Sensore del VLTI in grado di far interferire fino a tre fasci nel vicino IR, tra 1 e $2.4 \mu\text{m}$.

X-shooter: Primo strumento di seconda generazione, è uno spettrometro a banda larga (dall'UV all'IR vicino) concepito per studiare singoli oggetti.

KMOS: Spettrografo criogenico multi-oggetto sensibile all'IR, costruito principalmente per lo studio di galassie distanti.

MUSE: Spettrografo 3D che fornisce spettri completi nel visibile di tutti gli oggetti contenuti in volumi cilindrici.

SPHERE: Sistema supportato da ottica adattiva finalizzato allo studio di esopianeti.

SAXO: Strumento che combina un sistema di ottica adattativa estrema, vari coronografi e una serie di strumenti focali che prenderà immagini e spettri a campo integrale e opererà anche in polarimetria nella luce visibile e infrarossa.

ESPRESSO: Spettrografo di tipo echelle ad alta risoluzione con fibre ottiche, sensibile alla luce visibile, finalizzato alla ricerca di pianeti extra-solari rocciosi nella zona abitabile di altre stelle.

MATISSE: Interferometro operante nel medio infrarosso (13 - 32 μm) e risoluzione spaziale di 5-10 mas.



Figura 2.1: Quattro cupole dei telescopi UT e laser del sistema di AO

2.2 HAWK-I e GRAAL

Al fine di realizzare lo studio di nostro interesse, ovvero l'analisi dei meccanismi di formazione e di interazione dinamica del sistema binario composto dai due ammassi NGC2136 e NGC2137, sono state usate delle osservazioni nelle bande J e H ottenute grazie alla combinazione dei due strumenti HAWK-I e GRAAL presenti nel telescopio UT4 del VLT. HAWK-I è un imager a grande campo installato nel fuoco Nasmyth A dell'UT4 che lavora nel vicino infrarosso tra i 0.85 e i 2.5 μm . Lo strumento è criogenico, si trova a una temperatura di 120K, ma nello specifico i rilevatori si trovano a una temperatura di circa 75K e ha un design completamente riflettente.

HAWK-I è stato utilizzato per la prima volta nel 2007. Esso è composto da un mosaico di quattro rilevatori Hawaii 2RG 2048 \times 2048 pixel.

Il campo di vista (FoV-Field of View) dello strumento è 7.5' \times 7.5', con una gap tra i quattro rilevatori di circa 15'' (come mostrato nelle figure 2.2) e la sua pixel scale è 0.106''/pix con distorsioni geometriche trascurabili (inferiori allo 0.3%). Le immagini ottenute con questo strumento sono seeing limited.

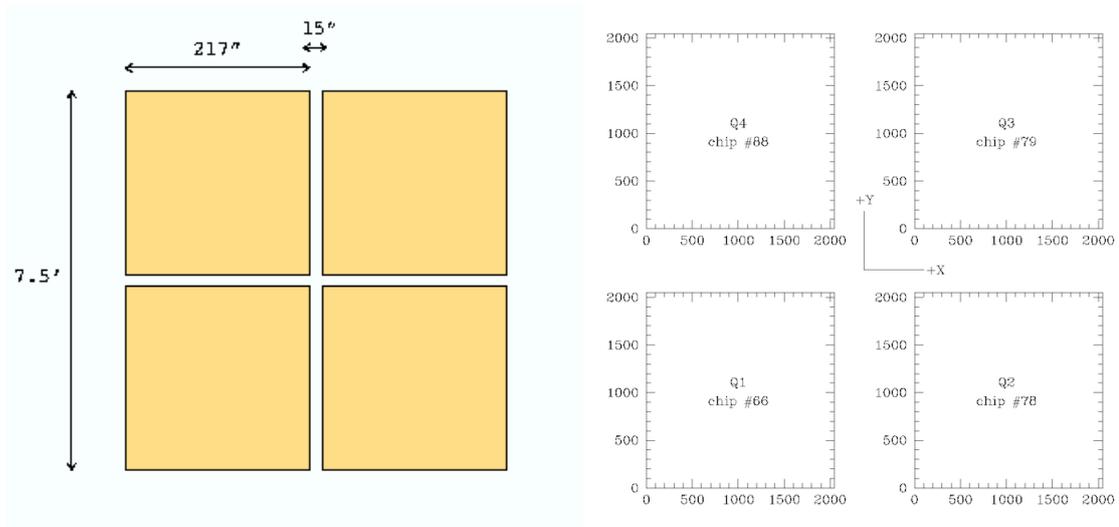


Figura 2.2: FoV e gap dei quattro chip.

I quattro quadranti sono allineati l'uno rispetto all'altro. Tuttavia, esistono piccoli disallineamenti, come si può osservare in figura 2.3.

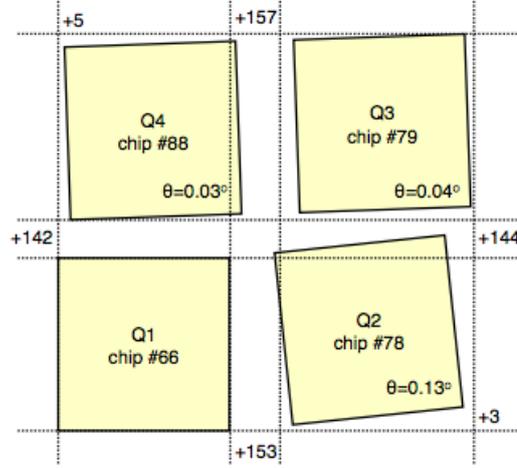


Figura 2.3: Disallineamento dei quattro chip.

I quadranti 2,3,4 sono inclinati rispetto al quadrante 1 rispettivamente di 0.13, 0.04, 0.03 gradi. Di conseguenza, la separazione tra i chip cambia lungo i bordi del quadrante, assumendo un valore medio di circa 15".

Nella tabella 2.2 vengono riportati i valori caratteristici principali dei detector.

Parametri	Q1	Q2	Q3	Q4
Numero detector	66	78	79	88
Gain $\left[\frac{e^-}{ADU} \right]$	1.705	1.870	1.735	2.110

Parametri	
Temperatura rilevatori	75K
Dark current $\left[\frac{e^-}{s} \right]$ (a 75K)	0.10-0.15
Read noise (NDR)	$\sim 5 e^-$
Livello saturazione	40000-50000 ADUs

Tabella 2.2: Parametri dei detector. La descrizione di queste quantità è presente nel paragrafo 2.5.

Il percorso ottico di HAWK-I è mostrato in figura 2.4. Come è possibile notare, la luce passa attraverso quattro specchi e due filtri prima di colpire il CCD.[55]

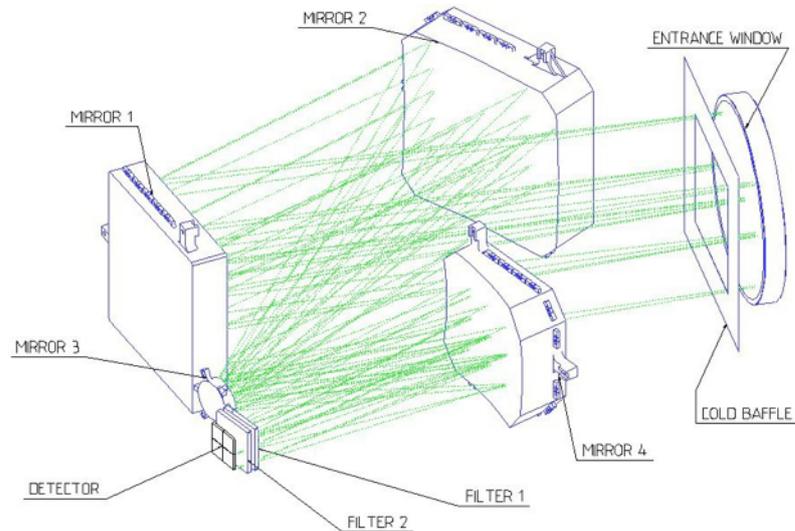


Figura 2.4: Percorso ottico di HAWK-I.

Lo strumento è dotato di 10 filtri: quattro filtri a banda larga (Y, J, H e K) e sei filtri a banda stretta ($\text{Br}\gamma$, CH_4 , H_2 e tre filtri $1.061\mu\text{m}$, $1.187\mu\text{m}$ e $2.090\mu\text{m}$).

Filter Name	Central Wavelength (μm)	Width (μm)	Transmission (%)
Y	1.021	0.101	92
J	1.258	0.154	88
H	1.620	0.289	95
Ks (1)	2.146	0.324	82
Ks (2)	2.146	0.324	82
CH4	1.575	0.112	90
H2	2.124	0.030	90
Br γ	2.165	0.030	77
NB1060	1.061	0.009	70
NB1190(3)	1.186	0.012	75
NB0984(4)	0.984	0.005	60
NB2090	2.095	0.020	81

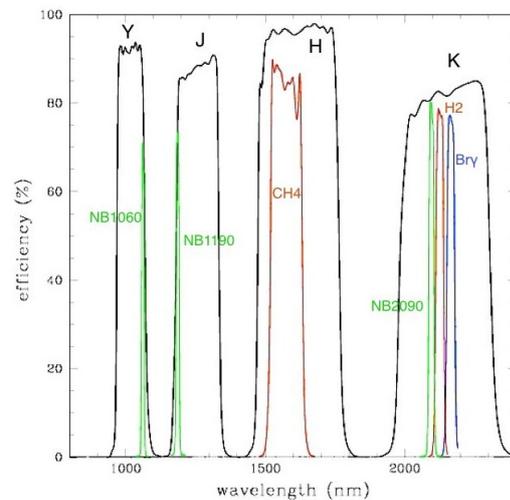


Figura 2.5: Efficienza dei filtri [56].

Le magnitudini limite tipiche, per osservazioni da 3600 sec, e con un rapporto S/N pari a 5, sono intorno a $J=23.9$, $H=22.5$ e $K=22.3$ mag (sistema Vega).

HAWK-I può essere utilizzato in combinazione con il sistema di ottica adattiva GRAAL, che permette di migliorare la qualità dell'immagine dello strumento, riducendo significativamente la FWHM (Full Width at Half Maximum) osservata. GRAAL è in grado di

compensare le turbolenze degli strati più bassi dell'atmosfera, fino a circa 1 km, riducendo significativamente gli effetti di turbolenza atmosferica che danneggiano la qualità dell'immagine. Questo può essere utilizzato in combinazione con l'imager HAWK-I, consentendo osservazioni più fonde per oggetti quasi puntiformi o con tempi di osservazione minori raggiungendo la stessa magnitudine limite. Nella maggior parte delle condizioni di seeing (circa 1' nella banda visibile), l'uso di GRAAL riduce la FWHM della PSF (Point Spread Function) delle stelle di circa il 50%, massimizzando l'encircled energy (EE) a fissata apertura. Si definisce FWHM la larghezza a metà altezza del profilo di brillantezza delle stelle presenti nel campo di vista; mentre si definisce Encircled Energy la quantità di energia, e quindi di flusso, contenuta all'interno di una data apertura.

GRAAL utilizza quattro stelle di guida laser (LGS), che partono dagli spigoli dell'UT e una stella di guida naturale (NGS) per la correzione di tip tilt (per ulteriori dettagli sulle stelle di guida vedere capitolo 3.2). I laser sono puntati verso delle regioni situate fuori dal campo di vista dello strumento (7.5 arcmin), e la luce riemessa all'altitudine di 80-100 km dallo strato di sodio viene raccolta da quattro WFS (sensori di fronte d'onda), il segnale raccolto dai sensori viene successivamente combinato per applicare le correzioni sullo specchio secondario.[57]

I sensori infrarossi Hawaii 2RG di HAWK-I vengono anche utilizzati per correggere le deformazioni della lente tra il seeing e il percorso IR, provenienti da dispersioni e distorsioni atmosferiche non compensate, permettendo una lettura continua dei detector durante l'osservazione.

L'ampio campo di vista e la risoluzione spaziale migliorata grazie all'utilizzo del sistema GRAAL è la migliore combinazione per ottenere alta qualità, risoluzione alta e omogenea per le stelle presenti nel campo osservato.

2.3 Data-set

I dati utilizzati per la caratterizzazione del sistema stellare doppio NGC2136-NGC2137 consistono in immagini ottenute nelle bande J e H durante il programma di Science Verification del sistema HAWK-I+GRAAL (Prop:60.A-9467, PI: E. Dalessandro²).

La profondità delle immagini e la combinazione di filtri richiesta sono ideali per derivare in modo accurato le età relative del sistema binario NGC2136-NGC2137 attraverso l'analisi dei loro CMD, avere sufficiente statistica per costruire i profili di densità e derivare i parametri strutturali dei due sistemi e verificare eventuali evidenze di interazione dinamica. Le osservazioni sono state ottenute in un tempo totale di 1.7h: 50 minuti di integrazione per la banda H e circa 20 minuti per la banda J, a cui si aggiungono i tempi di acquisizione

²INAF - Osservatorio Astronomico di Bologna - Italy

della stella guida, i tempi di puntamento e di cambio filtro.

Le bande J e H sono individuate come migliore combinazione ai fini scientifici dell'osservazione, in termini di sensibilità ed efficienza.

Nello specifico il data-set consta di 31 immagini con tempo di esposizione $DIT^3 = 30s$, nelle bande J e H. Le osservazioni sono state divise in tre blocchi: 11 immagini per la banda J e due blocchi rispettivamente da 11 e 9 immagini per la banda H. Le immagini sono state acquisite nella notte del 4 gennaio 2018 (tabella 2.3).

Data di osservazione	Filtri	Numero immagini	t_{exp} singolo	t_{exp} totale
4 Gennaio 2018	J	11	30 secondi	20 minuti
	H	20		50 minuti

Tabella 2.3: Tabella riassuntiva delle osservazioni.

La figura 2.6 mostra il campo di vista coperto dalle nostre osservazioni. I sistemi stellari sono stati posizionati al centro del chip3 e lontani dalle gap, per garantire un campionamento ottimale delle regioni centrali e dell'area circostante gli ammassi.

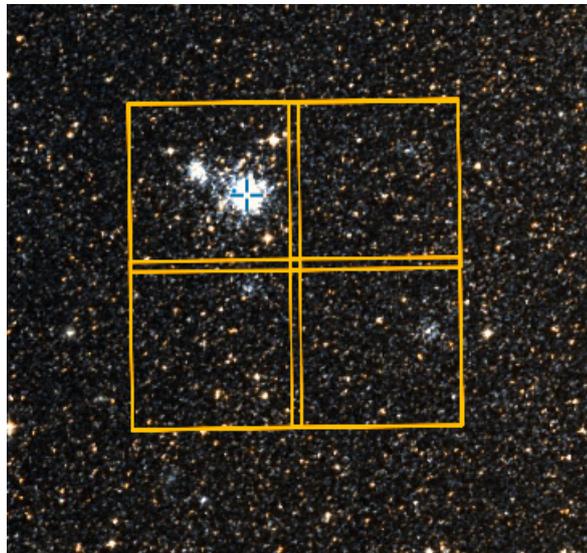


Figura 2.6: FoV delle osservazioni.

³Detector Integration Time

2.4 Pre-riduzione

La prima operazione da compiere è quella della cosiddetta pre-riduzione, che permette di rendere le immagini pronte per l'analisi scientifica attraverso l'applicazione di tre principali correzioni:

1. Il primo effetto da considerare è quello di *bias*. Il bias è un rumore strumentale collegato all'elettronica dello strumento, che genera conteggi di fondo non collegati all'esposizione del CCD. A causa della presenza di questo off-set i conteggi presenti in ogni pixel sono la somma dei conteggi relativi a cielo, sorgente e bias.

Per risolvere questo problema vengono utilizzate delle immagini ottenute con un tempo di esposizione nullo e con la cupola del telescopio chiuso, in modo tale che l'immagine ottenuta sia formata solo da conteggi dovuti all'elettronica dello strumento.

Nel nostro caso sono stati acquisiti 20 bias frame, che vengono combinati attraverso la routine IRAF `imcombine`, per ottenere il masterbias. Per correggere le immagini è stato sottratto il masterbias, ottenuto dalla mediana dei bias frame, in grado di ridurre in modo significativo l'effetto di eventuali valori anomali (outliers).

Se non viene fatta la correzione per il bias nell'immagine saranno presenti molti più conteggi, impedendo l'identificazione di sorgenti deboli nel campo.

2. Un'altra correzione è quella fatta con il *flat field*. Il CCD può essere inteso come una griglia di pixel autonomi; ogni pixel può reagire diversamente alla luce, e questo può generare un'illuminazione non omogenea del CCD.

Per poter correggere questo effetto si usa un'immagine uniformemente illuminata. Essa può essere ottenuta osservando la superficie uniformemente illuminata della cupola, in questo caso si parla di *dome flat*, oppure il cielo al tramonto o all'imbrunire, ottenendo lo *sky flat*.

I due tipi di flat field hanno però dei problemi. Lo *sky flat* consiste in un'osservazione di una zona di cielo in cui sono presenti poche stelle che possono essere rimosse. Infatti, osservando più volte la stessa regione di cielo, ma applicando shift diversi, facendo in modo che le stelle cadano sempre in zone diverse del campo, si riesce ad eliminarne il loro contributo. Il problema è che il cielo durante l'acquisizione delle varie immagini può variare. Lo *sky flat* è realistico, ma ha basso rapporto S/N, mentre il *dome flat* ha alto S/N ma l'illuminazione è poco realistica.

Mentre il bias è legato all'accensione dello strumento, il flat dipende dall'osservazione e dal filtro: filtro diverso indica diversa configurazione e quindi diverso flat. Con la routine IRAF `flatcombine` è stata fatta la mediana tra 10 immagini, da cui

è stato ottenuto il masterflat.

Questa correzione è necessaria, altrimenti si rischia di sottostimare o sovrastimare la luminosità di una sorgente se il pixel non risponde in modo corretto all'arrivo dei fotoni. Infatti, due stelle identiche in zone diverse del CCD potrebbero apparire con magnitudini diverse.

3. Inoltre tutte le volte che vengono fatte delle osservazioni bisogna tener conto del tipo di cielo presente durante l'osservazione. L'emissione del cielo varia con la λ e insieme all'emissione termica dello strumento che, nei casi in cui non viene raffreddato criogenicamente, può intervenire ostacolando le osservazioni. Il problema è che esso varia, oltre che con la lunghezza d'onda, anche con il tempo, quindi deve essere monitorato durante tutta la durata delle osservazioni.

Il contributo del cielo può essere sottratto tramite due modi:

- Dithering: vengono fatte diverse osservazioni del cielo, ogni immagine viene ottenuta spostando il telescopio su scale del pixel; in questo modo una stella si troverà in una regione in un'immagine e nell'immagine successiva occuperà una regione diversa, quindi facendo la mediana si ottiene l'immagine del cielo senza stelle. L'immagine ottenuta del cielo viene quindi sottratta all'immagine analizzata.
- Nodding on Sky: consiste nel fare delle osservazioni in successione di oggetto-cielo, cioè si alternano le osservazioni dell'oggetto in esame a osservazioni del cielo, in questo modo è possibile sottrarre il cielo a ciascuna immagine. È importante rispettare l'alternanza delle osservazioni in modo tale da avere un cielo da sottrarre per ciascuna immagine relativa, se facessimo 20 immagini dell'oggetto e 20 del cielo non si terrebbe conto della variabilità del cielo.

Nel nostro caso è stata usata la tecnica del dithering. Il cielo così ottenuto è stato sottratto alle immagini già corrette per bias e flat.

La somma delle correzioni di bias, flat e background fornisce le immagini scientifiche, sulle quali è stata eseguita l'analisi.

2.5 Analisi fotometrica

In questo paragrafo tratteremo la procedura di analisi fotometrica e la derivazione dei cataloghi contenenti le magnitudini e le posizioni per le stelle presenti nelle nostre immagini scientifiche.

L'analisi delle immagini in questo lavoro di tesi è stata eseguita utilizzando il metodo del PSF-fitting, mediante l'uso del software DAOPHOT IV [58].

Il software DAOPHOT IV è un programma che permette di ottenere magnitudini fotometriche e posizioni astrometriche stellari precise in immagini a due dimensioni, anche in condizioni di crowding severo, come nel caso delle regioni centrali degli ammassi studiati. Oltre alla pre-riduzione, il primo step dell'analisi richiede la conoscenza di alcune caratteristiche dello strumento, quali read-out noise, gain e i livelli di saturazione, e di altre che dipendono dall'osservazione, come le FWHM degli oggetti stellari. Tutte queste informazioni vengono date in input al software nel file `.opt`. Per ciascuna immagine da analizzare devono essere modificati i parametri contenuti nel file `daophot.opt`, che contiene gli input e le condizioni di lavoro dello strumento al momento dell'osservazione, le unità di misura e i range di valori per ogni parametro. In realtà la lista di parametri è più lunga, ma ai fini dell'analisi è sufficiente modificare i valori riportati di seguito:

- RE: read-out noise [ADU], è il rumore elettronico che si somma al segnale della sorgente in fase di lettura, viene misurato con una singola esposizione con il detector. Poiché il read-out noise, fornito nelle specifiche del detector, è espresso in elettroni ($[e^-]$), è necessaria una conversione attraverso i gain. Nella tabella 2.4 sono riportati i valori di RE nelle opportune unità di misura.

Chip	NDR [e^-]	Gain	$\frac{e^-}{ADU}$	RE [ADU]
1	5	1.705		2.9
2	5	1.870		2.7
3	5	1.735		2.9
4	5	2.110		2.4

Tabella 2.4: Valori di read-out noise per i quattro chip del rivelatore.

- GA: gain, rappresenta il numero di elettroni generati da ogni fotone incidente in una singola esposizione. I valori del gain relativi ai quattro chip del detector sono riportati nella tabella 2.4 soprastante.
- HI: livello di saturazione [ADU], indica il valore limite di conteggi oltre al quale il detector entra in regime di non linearità. Per essere sicuri di non raggiungere questo livello, lo HI viene impostato a un valore inferiore al limite fornito dai dati ESO in tabella 2.2. Il valore scelto è stato 30000 ADU per le immagini J e H.
- EX: numero di passaggi da compiere per la determinazione della PSF impostato a 9.
- PS: PSF radius [pix], indica il raggio in pixels entro cui viene modellata la PSF delle stelle nel campo. Il suo valore è stato scelto pari a 15 pixels. Esso non dipende direttamente dalla FWHM, ma dipende soprattutto dal livello di crowding: se il campo è poco denso, come i chip 1, 2 e 4, in cui non sono presenti i due ammassi di nostro interesse, può essere utilizzato un raggio maggiore perché è possibile includere gran parte delle ali della PSF; se il campo è denso il raggio non può essere troppo grande perché le ali verrebbero contaminate dalle stelle vicine.
- VARIA: grado del polinomio che rappresenta la variabilità della PSF di best-fit nel CCD, ovvero il grado massimo di variabilità spaziale che viene concessa alla PSF all'interno di un certo chip. Abbiamo adottato una variazione lineare, imponendo $\text{varia} = 1$.
- ANALYTIC: rappresenta la famiglia di modelli PSF che viene usata per fare il fit. Il valore impostato è -6, così che il programma proceda in automatico provando tutti e 6 i possibili modelli (descritti nella sezione 2.7).
- LOW GOOD DATUM: livello, espresso in σ , che fornisce informazioni sui pixel che possono essere considerati buoni. Al di sotto di questo valore, fissato a 100, il programma considera il pixel difettoso.
- THRE: threshold espressa in σ rispetto al background. Deviazione rispetto al valore del cielo locale, ovvero il numero di conteggi minimi, sopra il quale un oggetto si definisce sorgente. Per una prima ricerca la threshold viene fissata a 10 in modo tale da selezionare solo le stelle brillanti e non sature nel FoV da cui calcolare il modello di PSF più appropriato. In una fase successiva l'analisi viene ampliata impostando la threshold a 3σ ed includendo anche le stelle più deboli nel campo. Quest'ultimo valore è stato utilizzato per tutta l'analisi successiva.

- FWHM: Full Width Half Maximun, larghezza a metà altezza della funzione che modella la PSF delle stelle, determinata per le singole immagini attraverso la media su 10 stelle brillanti, isolate e non sature, come descritto in precedenza.
- FITT: raggio entro cui viene fatto il fitt, in media si sceglie pari al doppio della FWHM.

Questa procedura viene effettuata su tutte le immagini di tutti i chip, quindi a ciascuna immagine corrisponderà un file `.opt` contenente i parametri relativi all'immagine stessa. La stima della FWHM e del livello di background, che verranno utilizzati per la definizione di un modello di PSF, viene fatta mediante l'uso della task `daoedit` all'interno del software di analisi dati IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). Questo software di riduzione e analisi dati è composto da diverse task, che permettono di eseguire operazioni di svariato tipo sulle immagini in esame.

Per determinare la FWHM rappresentativa di una immagine, si selezionano una decina di stelle brillanti, non sature e possibilmente isolate. La task `daoedit` deriva, fra le varie informazioni, la loro FWHM.

La procedura viene eseguita indipendentemente su ogni immagine, dal momento che la FWHM cambia in funzione del filtro e del tempo. Per ciascuna immagine si determina il limite al di sopra del quale un oggetto si definisce sorgente.

Per essere sicuri che la stella selezionata rispetti le richieste ideali si visualizza il profilo di brillantezza; in figura 2.7 e 2.8 sono riportati alcuni esempi, di cui il primo si riferisce ad una stella isolata e non satura, caratterizzata da un profilo di brillantezza radiale continuo e decrescente verso l'esterno. I profili di brillantezza in figura 2.8 presentano invece una distribuzione anomala, riferendosi ad una stella selezionata in corrispondenza di una zona ad alta densità (cerchio blu) e di una stella satura (cerchio rosso).

I valori stimati di FWHM per le immagini nel nostro data-set variano da 3 a 5 pixel (si veda tabella 3.1).

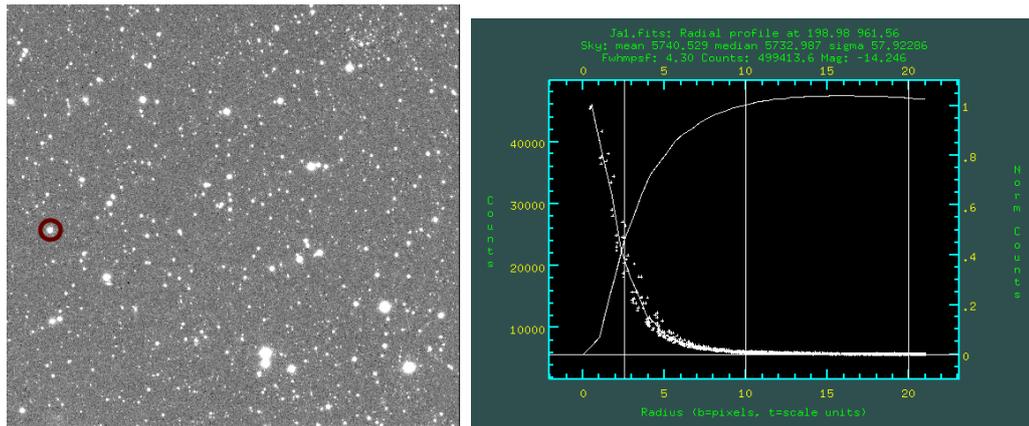


Figura 2.7: Immagine in banda J chip1, il cerchio rosso indica la stella selezionata e a destra viene riportato il suo profilo di brillantezza.

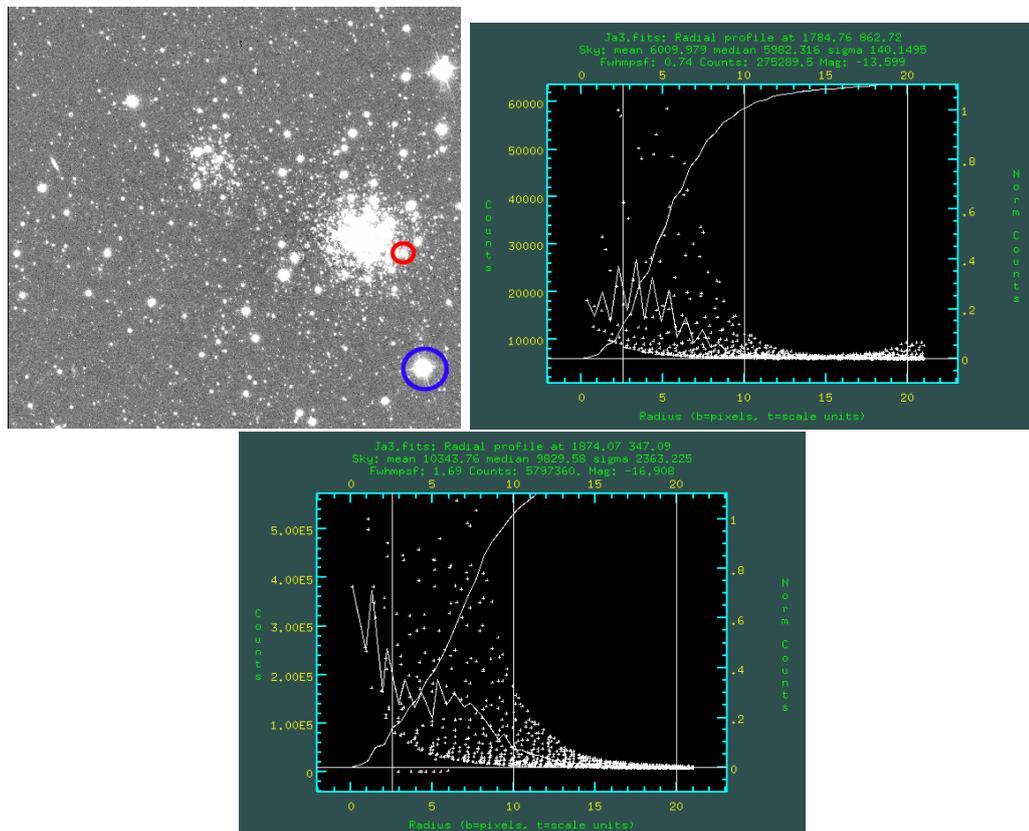


Figura 2.8: Immagine in banda J chip3 in cui si osserva il sistema binario NGC2136-NGC2137, il cerchio rosso indica una stella in prossimità del centro di NGC2136 e il cerchio blu identifica una stella saturata. Di entrambe si osservano i profili di brillantezza.

2.6 Fotometria d'apertura

Come prima informazione si cerca di individuare le sorgenti stellari ed effettuare la fotometria d'apertura, che consiste nel calcolo di conteggi all'interno di un'apertura circolare intorno a una stella. La fotometria d'apertura è importante per due motivi: è utile nelle fasi iniziali, quando non è ancora stato costruito un modello di PSF, perché permette di ricavare una prima stima della magnitudine reale delle stelle del campo che viene studiato, e sulla base di tale informazione viene fatta una scelta sulle stelle da utilizzare per modellare la PSF.

Per fare fotometria d'apertura si determinano due aperture, una interna che circonda la stella (AI) e un anello esterno che corrisponde all'area di cielo locale i cui conteggi devono essere sottratti a quelli dell'apertura interna. Ad ogni stella viene quindi sottratto il background locale. Questo è particolarmente importante in immagini con condizioni di crowding non omogenee nel campo di vista.

Nella nostra analisi sono stati adottati i seguenti valori: $AI = 4$, $IS = 20.0$ (Inner sky) e $OS = 40.0$ (Outer sky). La stima della magnitudine attraverso questa procedura si ottiene tramite delle task di DAOPHOT IV. Utilizzando le due task `find` e `photo`, inserite all'interno della routine `daofind`, si effettua una ricerca preliminare delle sorgenti sulla base delle informazioni di FWHM. La prima task viene utilizzata per determinare le coordinate di ogni stella identificata, parametri che si trovano nel file `.coo`.

La seconda task (`photo`) usa le coordinate contenute nel file `.coo` per eseguire la fotometria d'apertura, generando così un file nuovo file (`.ap`) contenente le magnitudini stimate.

Seguendo questa procedura sono stati ottenuti i file con le coordinate e le aperture di un sotto-campione di stelle, base di partenza per la determinazione del modello di PSF per ciascuna immagine.

2.7 PSF fitting

Per determinare il modello di PSF che meglio riproduce il profilo di brillantezza delle stelle nelle immagini del nostro data-set, si utilizza la task `psf` di DAOPHOT IV. A partire dai file `.coo` e `.ap` ottenuti per ciascuna immagine il programma calcola il modello migliore di PSF scelto tra differenti famiglie di modelli, che corrisponde a quello che minimizza il χ^2 .

I modelli di PSF disponibili sono:

- Gaussiana: definita da due parametri, la FWHM lungo x e lungo y.

- Moffat: definita da tre parametri liberi, oltre ai due della gaussiana si aggiunge l'angolo che individua la posizione dell'asse maggiore dell'ellisse.

$$\propto \frac{1}{(1+z^2)^\beta} \quad (2.1)$$

In base al valore che assume il parametro β si possono avere due diversi tipi di moffattiane: $\beta = 1.5; 2.5$ (M15, M25).

- Lorentziana: funzione analoga alla moffat, con tre parametri liberi
- Penny: è la somma tra una funzione Gaussiana e una Lorentziana, definita da quattro parametri (Penny1), la FWHM lungo x e y, l'ampiezza della Gaussiana in corrispondenza del picco del profilo della PSF e l'angolo di posizione della Gaussiana ellittica inclinata. La funzione Penny2 consta di cinque parametri liberi, a quelli della Penny1 si aggiunge l'angolo di inclinazione della Lorentziana.

Abbiamo determinato il modello di PSF di best-fit usando un sotto-campione di stelle selezionate per forma, luminosità e rapporto S/N. La procedura di selezione è iterativa e viene fatta su campioni sempre più piccoli.

La procedura iterativa viene eseguita automaticamente attraverso la routine `auto_psf.com` in cui vengono inserite le informazioni relative a ciascuna immagine, come la magnitudine limite stimata dalla fotometria d'apertura.

Il modello di PSF ottenuto dall'ultimo step della procedura viene adottato per ricostruire le magnitudini delle sorgenti stellari nel campo. I modelli di PSF ottenuti per le nostre immagini sono delle Moffat e Penny. Questi vengono poi applicati alle immagini attraverso la task di DAOPHOT IV `allstar`.

La routine si ripete dall'inizio, selezionando un nuovo sotto-campione di stelle migliori, ma con il vantaggio che le magnitudini su cui si basa il programma in questi cicli successivi sono state ottenute tramite il PSF fitting. Tra le stelle che vengono eliminate ci sono anche tutte le stelle vicine a quella considerata la migliore, e che potrebbero dare fastidio, perché, se il raggio della PSF le contiene, introducono una perturbazione nel modeling: queste vengono sottratte con la task `substar`.

Nel momento in cui la routine converge a un modello di PSF, dopo un certo numero di iterazioni, si applica il fitting definitivo su tutte le stelle nel campo attraverso la task `allstar definitivo`.

Il file finale che viene creato durante la procedura di PSF fitting è il `.als`, in cui sono contenute le coordinate delle stelle con un id associato, la loro magnitudine e gli errori corrispondenti, il χ^2 e la sharpness. Questo contiene anche l'informazione sui residui, ovvero l'immagine in cui sono state sottratte tutte le stelle presenti nel file `.coo`. In figura

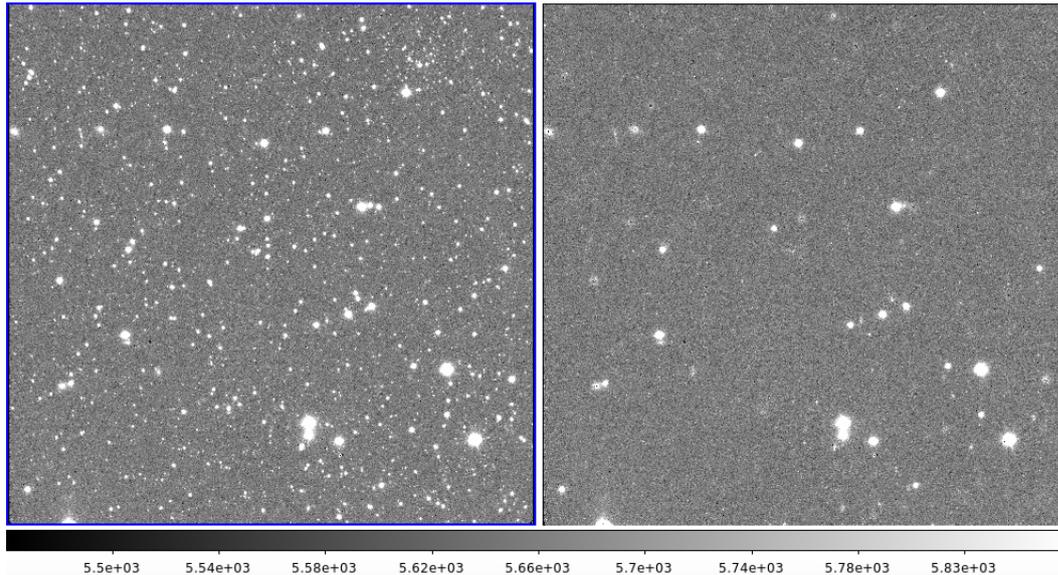


Figura 2.9: Confronto tra l'immagine iniziale (sinistra) in banda J e l'immagine sottratta (destra) corrispondente.

2.9 mostriamo il confronto tra l'immagine di partenza e quella dei residui.

È interessante andare a osservare l'andamento di errore, χ^2 e sharpness in funzione della magnitudine, e vedere come cambiano gli andamenti in base alla threshold (figura 2.10). Tutta l'analisi è stata eseguita utilizzando la threshold $\sigma = 3$.

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 IV: `daomatch` e `daomaster`. Si cerca di creare un catalogo unico in cui si trova la media delle magnitudini delle stelle presenti in tutte le immagini, con relativo errore, in una ciascuna banda. Per poter fare ciò è necessario che la stella di interesse sia riconosciuta, in coordinate x-y, in tutti gli 11 cataloghi J e H (e i 9 cataloghi della seconda osservazione H). Questo è stato fatto combinando i cataloghi sulla base delle coordinate, attraverso delle rotazioni e traslazioni tra le varie immagini. Il `daomatch` crea la prima matrice di trasformazioni tra l'immagine di riferimento e le altre immagini con cui si vuole fare il match. L'output è il file di testo `.mch` che contiene gli shift in x e in y e i termini del polinomio di trasformazione geometrica. Queste trasformazioni vengono usate nella task `daomaster` per effettuare il link tra le stelle individuate nelle varie immagini e calcolare la media delle magnitudini delle stelle, gli errori, il χ^2 e la sharpness. In quest'ultimo deve essere specificato il numero di immagini in cui deve comparire la stella affinché sia tenuta in considerazione. Nel nostro caso abbiamo scelto di impostare un valore di immagini pari alla metà più uno del numero totale di immagini da combinare.

Il match viene migliorato attraverso una procedura iterativa con cui si associano le stelle

entro raggi di tolleranza progressivamente più piccoli. Al termine vengono generati i file `.mag`, in cui sono contenute le coordinate delle stelle (comuni ad almeno metà più uno delle immagini fotometriche), le magnitudini medie con errore, l'indice di variabilità, che fornisce informazioni sulla significatività di una variazione in magnitudine della stella nelle varie immagini, il numero di frames in cui è stata osservata ciascuna stella, il χ^2 e la sharpness, e i file `.raw`.

Vengono quindi riportati come esempio i grafici rappresentanti l'andamento di errore, χ^2 e sharpness delle immagini combinate nella banda J con sigma rispettivamente 3 e 2, in cui si osservano gli andamenti attesi per le tre variabili (figura 2.10).

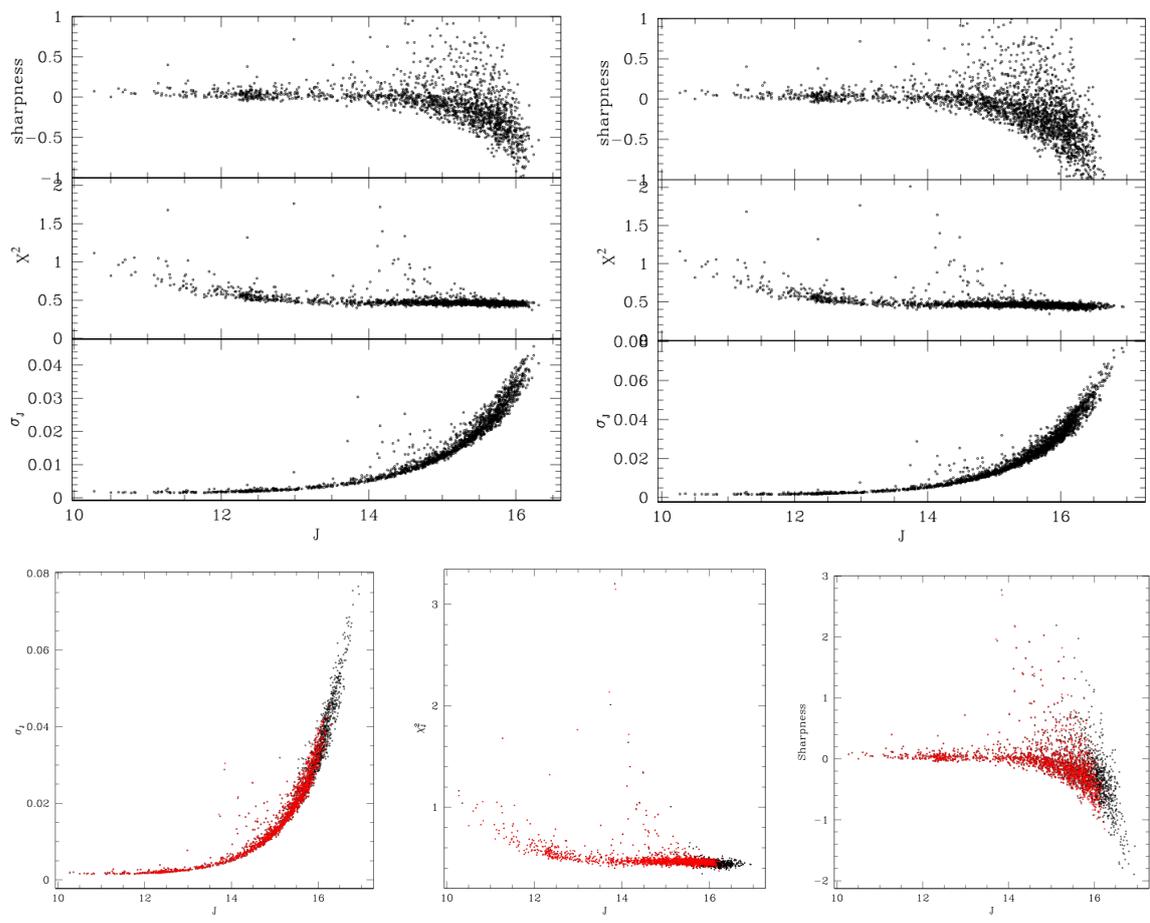


Figura 2.10: Andamento di errore, χ^2 e sharpness per l'immagine 1 del chip1 combinata in banda J, con threshold 3 (sinistra) e 2 (destra), in funzione della magnitudine J . In basso è presentato il confronto tra i valori a 3σ (in rosso) e a 2σ (in nero).

A questo punto, poiché sono stati utilizzati due data-set in banda H, viene ripetuta la procedura di matching tra le 11 immagini della prima osservazione e le 9 immagini della seconda osservazione in banda H, sempre attraverso le task `daomatch` e `daomaster`.

2.8 Diagramma colore-magnitudine

Una volta ottenuti i file `.mag` per le osservazioni nelle due bande, questi vengono combinati sulla base della posizione delle stelle, con `daomatch` e `daomaster`, al fine di creare un unico catalogo contenente tutte le magnitudini medie per le stelle in comune nelle bande J e H per ciascun chip. Il risultato di questa procedura è il file `.raw`, ottenuto dal match tra i `.mag` delle due bande in ciascun chip. Usando questo file sono stati ottenuti i CMD mostrati in figura 2.11.

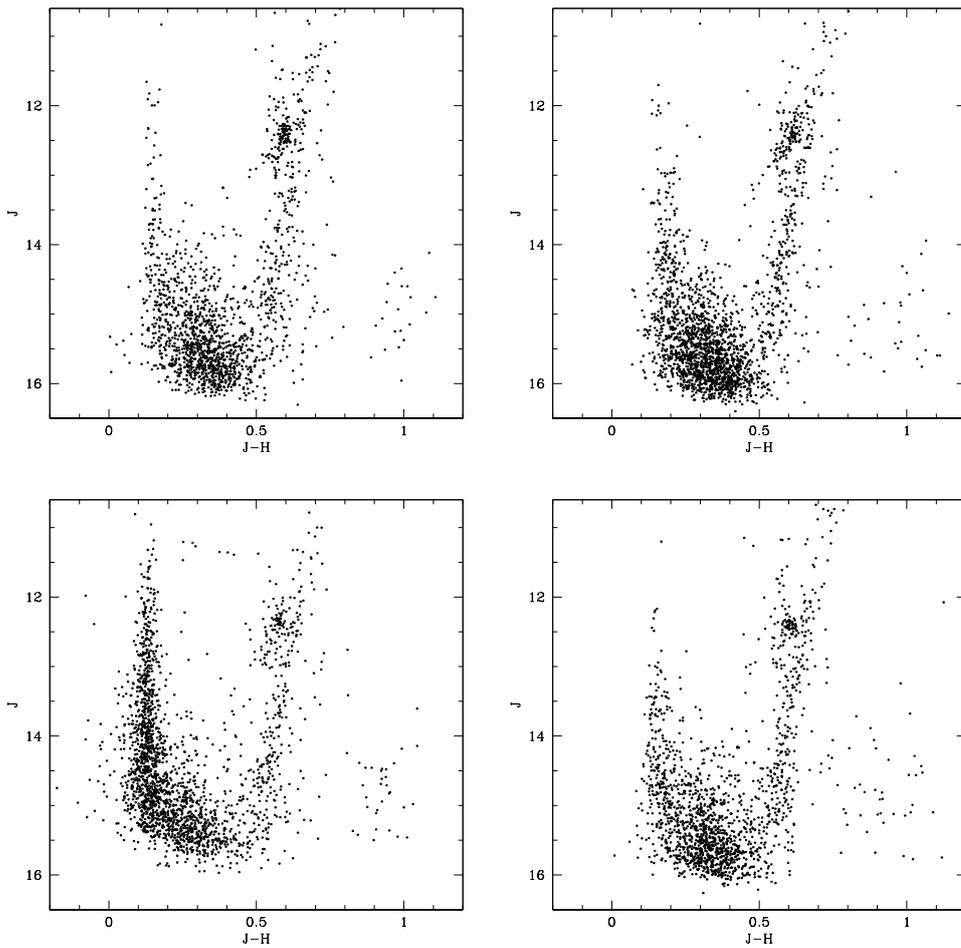


Figura 2.11: CMD dei 4 chip a 3σ . Chip1 in alto a sinistra, chip2 in alto a destra, chip3 in basso a sinistra, chip4 in basso a destra.

Tutta l'analisi fotometrica eseguita sulle immagini singole è stata ripetuta anche sulle immagini stack, ovvero le immagini fotometriche in ciascuna banda ottenute dalla combinazione delle singole immagini. Viene quindi effettuata nuovamente la ricerca di un modello preliminare di PSF attraverso la selezione di una decina di stelle brillanti, isolate e non sature, e la determinazione della FWHM media e dello sky σ medio per ciascuna

immagine, come descritto nel paragrafo 2.5. Tramite le task `find` e `photo` viene eseguita la fotometria d'apertura, che permette di ottenere prime informazioni sul valore di magnitudine. Si passa al PSF fitting e alla creazione dei plot analoghi a quelli in figura 2.10, in cui si osservano andamenti analoghi.

In figura 2.12 è osservabile il confronto tra gli andamenti di σ , χ^2 e sharpness in funzione della magnitudine dell'immagine H singola del primo chip e l'immagine stack, nella stessa banda e nello stesso chip.

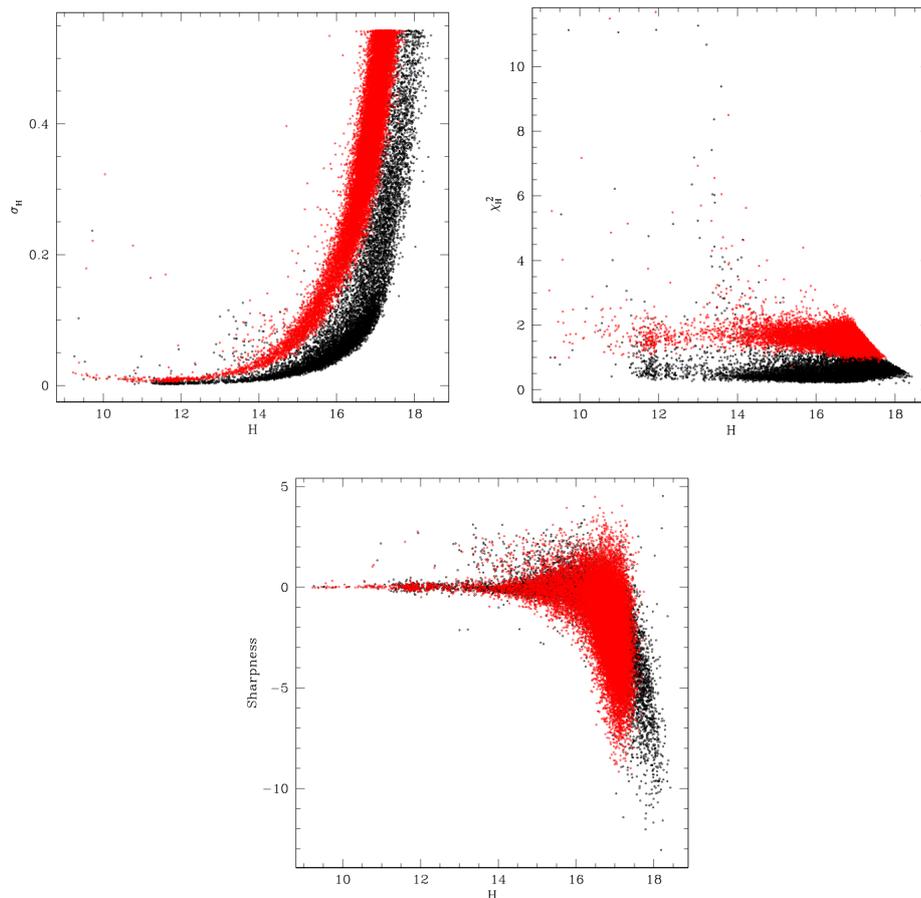


Figura 2.12: Confronto tra gli andamenti in funzione della magnitudine H dei tre parametri: errore (sinistra), χ^2 (destra) e sharpness (in basso). I punti rossi rappresentano le immagini singole analizzate singolarmente e poi combinate insieme in banda H del chip1, mentre i punti neri rappresentano l'immagine stack in banda H del chip1.

Da questi confronti si deduce, come atteso, che analizzare le singole immagini e poi combinarle insieme riduce la dispersione, quindi migliora l'accuratezza nella determinazione dei parametri. Conclusione analoga si ottiene dal confronto dei diagrammi colore-magnitudine, ottenuti una volta unite le immagini stack in banda J e H. Ma dal confronto dei CMD si nota come le immagini stack sono molto più fonde rispetto alle singole (figura 2.13).

Si cerca quindi di combinare le informazioni contenute nelle immagini stack con la fotometria eseguita sulle singole immagini. Il vantaggio di avere una singola immagine profonda è che permette di avere maggiore rapporto S/N, ma dal punto di vista dell'accuratezza della misura è più vantaggioso avere tante misure indipendenti.

L'analisi del PSF fitting è stata migliorata attraverso la task `allframe` di DAOPHOT IV, che, oltre a utilizzare la PSF analitica, utilizza anche una matrice dei residui che tende a migliorare il fit, la matrice di riferimento è l'immagine stack perché, come si osserva dal confronto in figura 2.13 permette di campionare stelle più deboli. Questo viene fatto combinando con `daomatch` e `daomaster` il file raw delle immagini stack. Viene utilizzata l'immagine stack come matrice di riferimento, in quanto rappresenta un'immagine "pulita" dal fondo, poiché gli oggetti presenti sono tendenzialmente stelle vere, essendo sopravvissute ai fit nelle due bande e alla combinazione di queste due bande; quindi se è stata trovata una corrispondenza non ci aspettiamo che siano fluttuazioni casuali del fondo.

`Allframe` permette di identificare sorgenti che altrimenti non sarebbero identificabili nelle singole immagini, a partire da una matrice di input contenente le coordinate. A partire dalla matrice di riferimento cerca di identificare una stella nella posizione (x,y) in tutti gli altri frames tenendo conto delle trasformazioni. Tra i file che vengono utilizzati dalla task si ha `allframe.opt`, dove sono stati definiti alcuni parametri: MA=200 (Massimo numero di iterazioni), PE=0, PR=0, IS=0.7, OS=10.

La task `allstar` estrapola i valori di magnitudine attraverso il PSF fitting, sfruttando una funzione analitica tra le famiglie disponibili. `Allframe` ricerca la funzione analitica di best fit per il profilo di PSF, e contemporaneamente calcola una matrice di residui. Applicando l'inverso di questa matrice al modello vengono sottratti i residui, determinando solitamente un miglioramento del fit finale e quindi dell'accuratezza delle magnitudini ottenute.

Questo processo genera degli effetti sui diagrammi colore-magnitudine finali, come mostrato in figura 2.14, che raggiungono magnitudini più deboli rispetto a quelli ottenuti con le immagini singole ed hanno sequenze meglio definite ed errori più piccoli rispetto alle immagini stack.

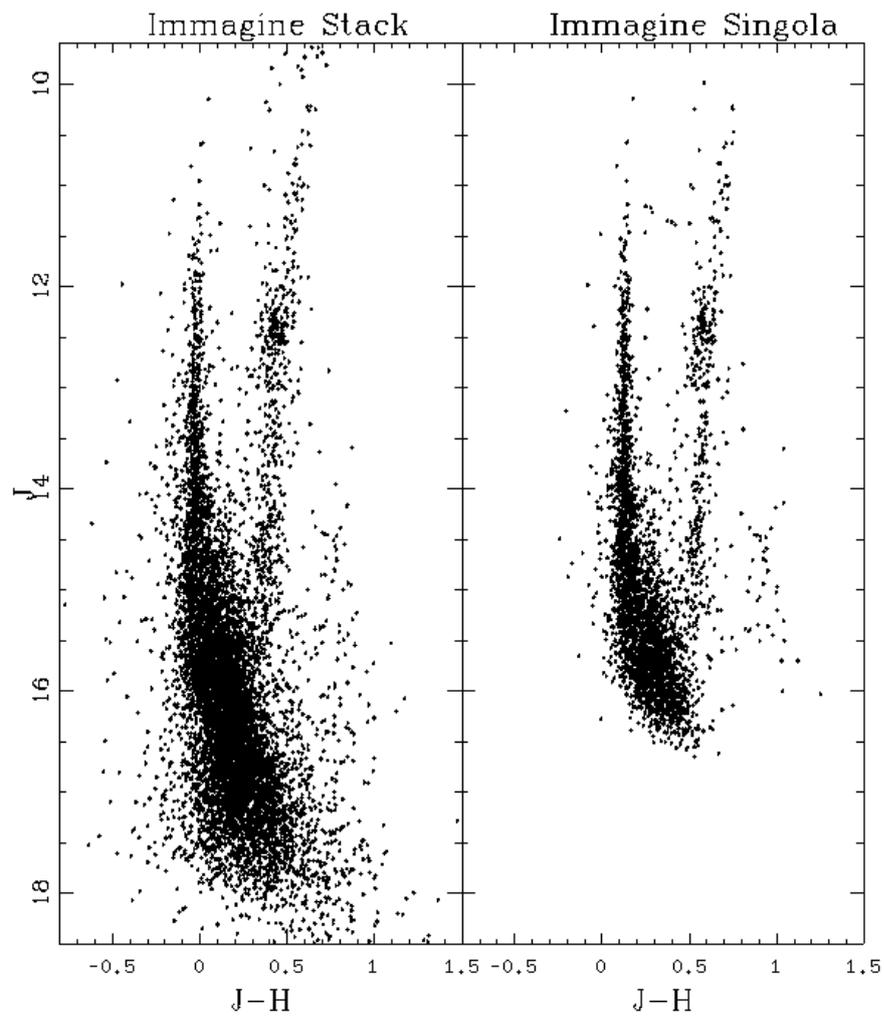


Figura 2.13: Confronto tra i CMD: stack (sinistra) e delle immagini singole (destra). I CMD si riferiscono al chip3.

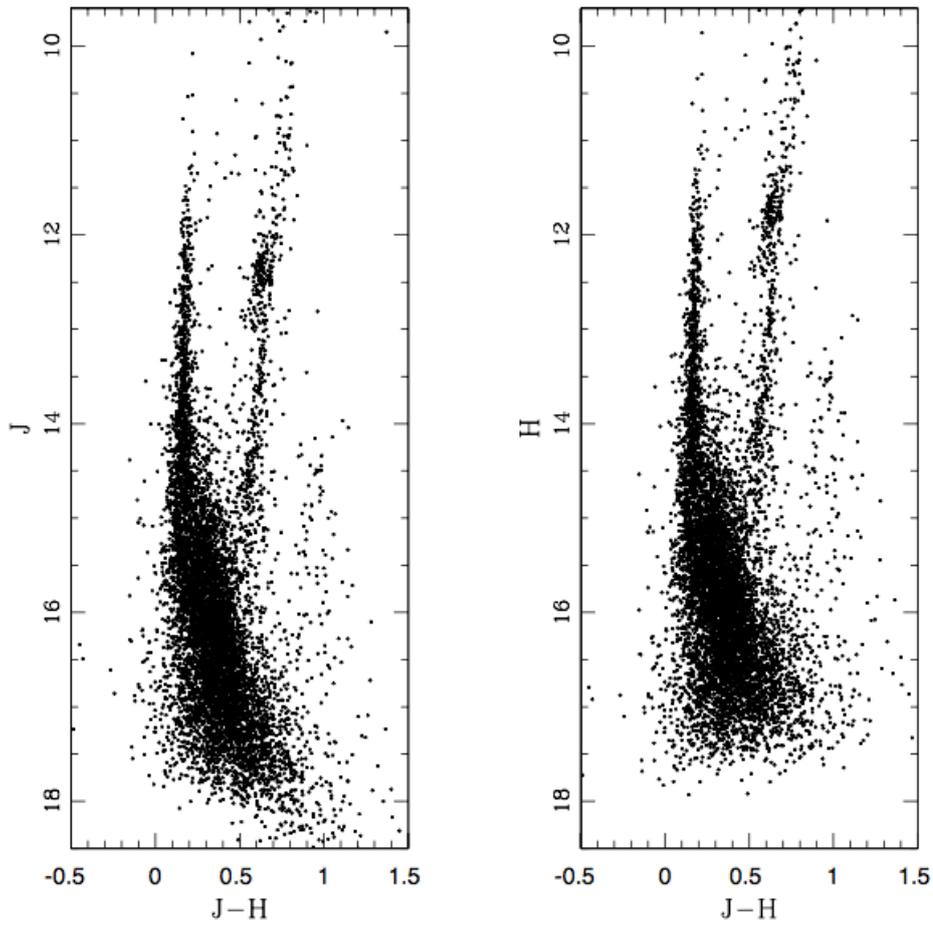


Figura 2.14: CMD (J,J-H) e (H,J-H) del FoV di HAWK-I dopo la procedura di `allframe`.

2.9 Astrometria

Astrometrizzare un catalogo significa tradurre le coordinate strumentali (x,y), espresse in pixel in coordinate assolute RA (Ascensione retta, espressa in ore, minuti e secondi) e Dec (Declinazione, espressa in gradi).

Per poter fare ciò abbiamo scaricato dal sito VIZIER [59] il catalogo della survey 2MASS (Two Micron All Sky Survey) centrato sulla posizione dell'ammasso NGC2136, includendo le stelle entro un raggio di 20 arcmin dal centro del puntamento. Il CMD corrispondente al catalogo 2MASS scaricato viene presentato in figura 2.18.

2MASS è una survey fotometria nelle bande J, H e K che ricopre l'intero cielo e ha permesso di osservare milioni di galassie e quasi mezzo miliardo di stelle.

Le osservazioni 2MASS sono state condotte utilizzando telescopi con diametro di 1.3 m, che sono situati a nord sul Mount Hopkins in Arizona, e a sud sul Cerro Tololo in Cile. I telescopi 2MASS nord e sud sono dotati di un insieme di ottiche, filtri e rivelatori per osservare simultaneamente le tre diverse bande spettrali: J ($1.25\mu m$), H ($1.65\mu m$) e K ($2.17\mu m$). 2MASS ha osservato tutto il cielo in queste bande, acquisendo dati fotometrici infrarossi per 5 anni (1997-2001), identificando tutte le sorgenti puntiformi con flusso massimo di 1mJy in ciascuna banda e rapporto S/N maggiore di 10 utilizzando pixel di $2''$. [60]

Poiché 2MASS fornisce la fotometria per le sorgenti su tutto il cielo, abbiamo adottato il sistema fotometrico 2MASS come punto di riferimento per le calibrazioni.

L'astrometrazione dei cataloghi viene effettuata attraverso il software `CataXcorr`, che identifica le stelle in comune tra i cataloghi e le utilizza per determinare la matrice di traslazioni che verrà applicata al catalogo fotometrico finale (`.raw`), trasformando le coordinate strumentali (x,y) in coordinate assolute (RA,Dec).

In `CataXcorr` è importante il confronto relativo tra le magnitudini perché evita falsi match.

Una volta trovate le corrispondenze, ovvero una volta associate le stelle presenti nei due cataloghi, si sfrutta la pixel scale, che nel caso di HAWK-I è $0.106 \frac{\text{arcsec}}{\text{pix}}$ (tabella 2.2), per passare dal piano strumentale a quello assoluto, e quindi vengono appese le corrispondenti RA e Dec. Questa operazione è eseguita indipendentemente sui quattro chip. Il campo di vista coperto dalle osservazioni di HAWK-I, espresso in coordinate assolute, è mostrato in figura 2.15.

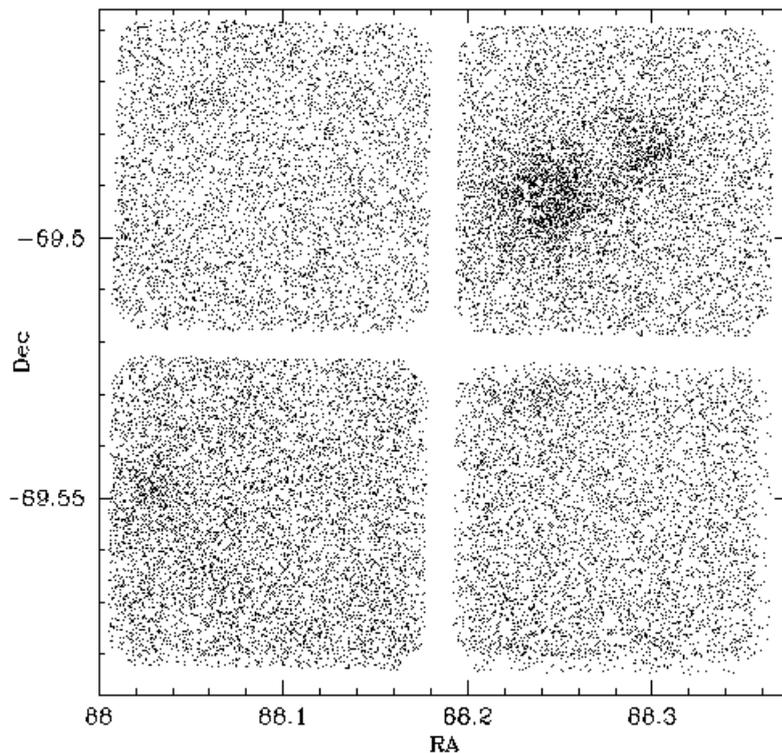


Figura 2.15: Mappa dei quattro chip.

Dall'immagine si nota subito un problema: le gap tra i chip sono troppo grandi. Per risolvere questo problema, nella fase di match è stato richiesto che le stelle fossero presenti in entrambe le immagini combinate nelle singole bande J e H. Risolto il problema delle gap, dalla mappa abbiamo notato una sovrapposizione delle stelle nella regione di confine tra i vari chip. Questo richiede un passaggio aggiuntivo: l'identificazione delle stelle comuni e l'eliminazione di esse da uno dei due cataloghi. Così facendo è stata ottenuta la mappa in figura [2.16](#)

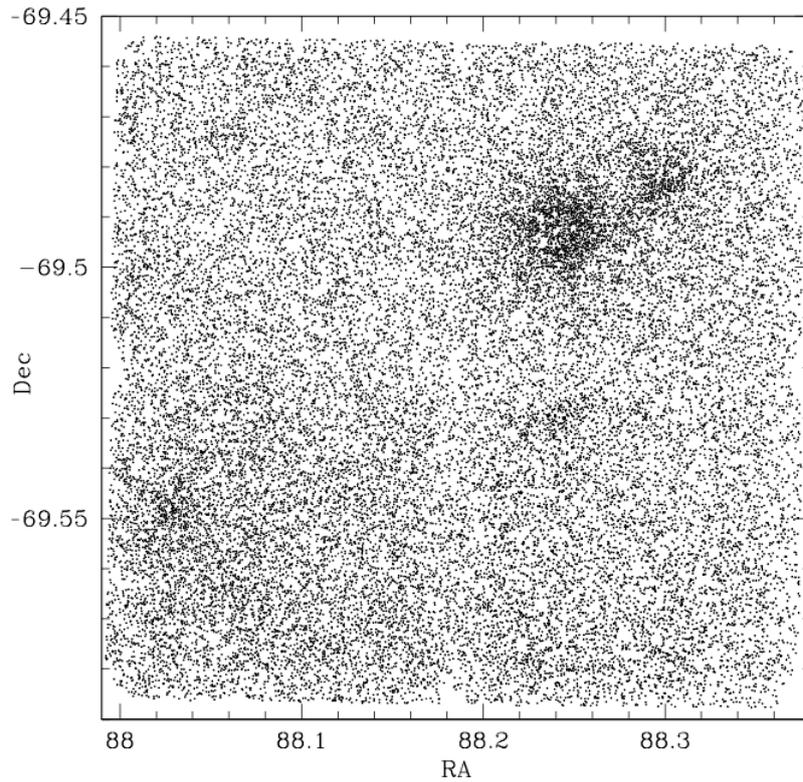


Figura 2.16: Mappa del FoV di HAWK-I.

2.10 Calibrazione fotometrica

Si passa, quindi, all'ultima fase di analisi: la calibrazione dei cataloghi, in cui le magnitudini strumentali vengono riportate a un sistema fotometrico standard. Per ciascun chip viene eseguita nuovamente una cross-correlazione con il catalogo di riferimento 2MASS tramite `CataXcorr`. L'entità dello shift viene determinata stimando la media degli scarti in magnitudine: $\Delta J = (J_{2MASS} - J)$ e $\Delta H = (H_{2MASS} - H)$.⁴ Un esempio viene mostrato in figura 2.17. Una volta determinati i ΔJ e ΔH , questi vengono sommati algebricamente alle magnitudini dei cataloghi corrispondenti, i cui valori sono riportati in tabella 2.5. Applicati questi shift, i chip vengono uniti per ottenere il catalogo fotometrico finale, astrometrizzato e calibrato. In figura 2.18 si può osservare il confronto tra il CMD del catalogo 2MASS e quello del nostro catalogo fotometrico.

⁴Dove J e H sono le magnitudini del catalogo da calibrare (.raw).

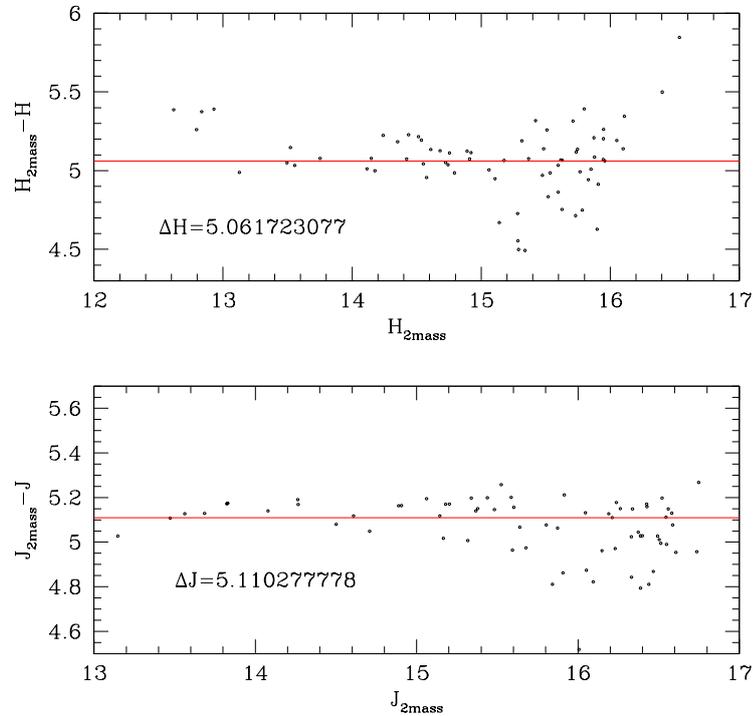


Figura 2.17: Confronto magnitudini delle stelle nel chip1 tra i dati fotometrici e il catalogo di riferimento 2MASS. La retta rossa rappresenta la media, corrispondente all'entità dello shift da applicare per calibrare la magnitudine.

Chip	ΔJ [mag]	ΔH [mag]
1	5.110	5.062
2	5.068	5.250
3	5.114	5.249
4	5.120	5.171

Tabella 2.5: ΔJ e ΔH tra le magnitudini del catalogo 2MASS e quelle delle stelle dei vari chip.

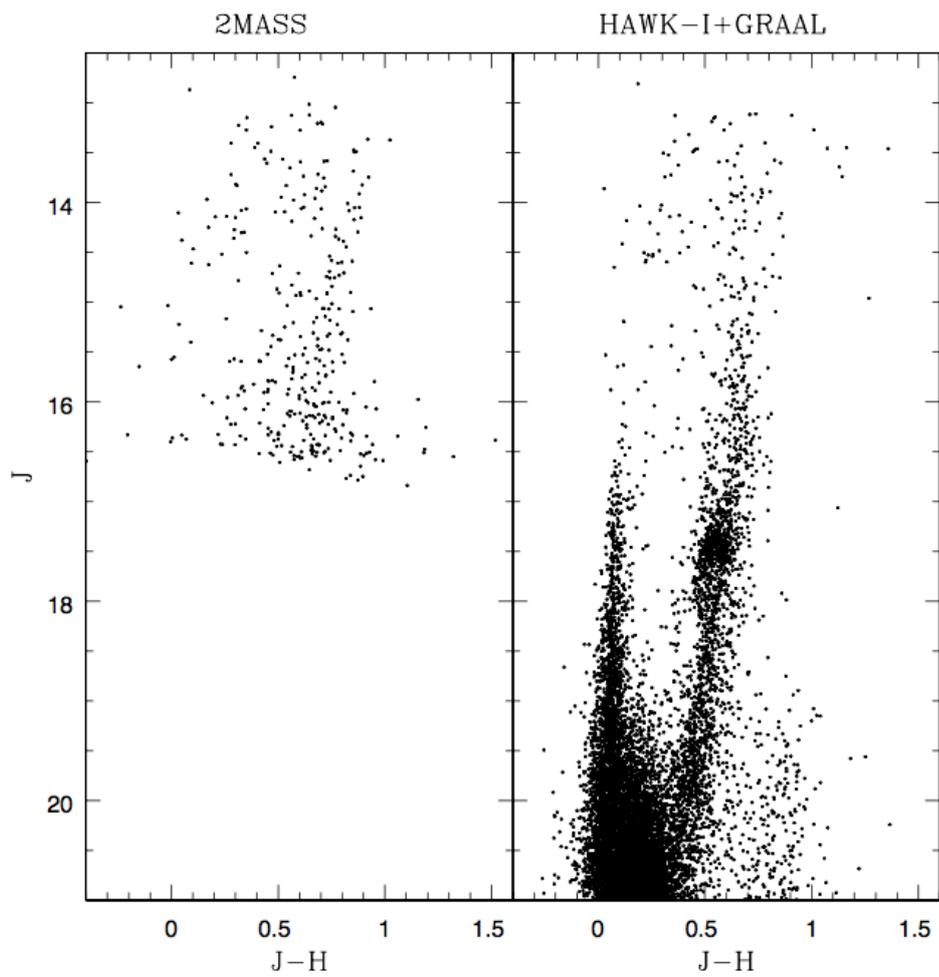


Figura 2.18: A sinistra: CMD del catalogo 2MASS nel FoV di HAWK-I. A destra: CMD catalogo fotometrico astronomicizzato e calibrato.

Capitolo 3

Performance fotometriche

In questo capitolo si descrive l'analisi delle performance fotometriche del sistema combinato HAWK-I e GRAAL

I dati utilizzati per lo studio presentato in questo lavoro di tesi sono stati ottenuti durante la fase di *science verification* (n. proposal: 60.A-9467, PI: E. Dalessandro) del nuovo sistema GLAO (Ground Layer Adaptive Optics) GRAAL. Quindi una parte significativa di questo lavoro è stata dedicata a capire come HAWK-I ha funzionato in combinazione con il sistema ad ottiche adattive GRAAL, in termini di miglioramento del seeing, ottenendo quello che prende il nome di super-seeing.

Lo scopo dello studio è verificare l'impatto che la correzione per AO (Adaptive Optics) ha sulla FWHM delle stelle, rispetto ai valori dettati dal seeing della notte osservativa, e quanto questa correzione sia omogenea nel campo di vista HAWK-I. Queste informazioni sono fondamentali per determinare i limiti di osservazione attesi, di rapporto S/N e variazione della PSF. Essi hanno importanti implicazioni sugli studi scientifici, poiché permettono di utilizzare in modo ottimale lo strumento a seconda del tipo di proposta osservativa.

3.1 Ottica Adattiva (AO)

L'atmosfera può essere considerata come un mezzo dielettrico, che assorbe, emette e rifrange la radiazione proveniente da sorgenti celesti. La presenza di strutture con temperatura diversa induce la formazione di sovradensità con differente indice di rifrazione. Questo fenomeno è noto come "turbolenza atmosferica". La turbolenza distorce in modo casuale, in tempi scala brevi, il fronte d'onda piano di oggetti lontani come le stelle. Il termine che viene generalmente usato per definire l'effetto della turbolenza sulle osservazioni astro-

nomiche è *seeing*. Il seeing è la principale limitazione, in termini di risoluzione spaziale, per i telescopi a terra. Infatti, se il limite di diffrazione, definito come $\theta \sim \frac{\lambda}{D}$, dove λ è la lunghezza d'onda di osservazione e D è il diametro del telescopio, di un telescopio di 6 – 8 metri è $\sim 0.1''$ nel vicino infrarosso (N-IR, near infrared), il seeing è mediamente 6-8 volte maggiore anche nei siti astronomici migliori.

Per risolvere queste limitazioni sono state introdotte le cosiddette Ottiche Adattive.

Il concetto di AO venne proposto per la prima volta negli anni '50 [61], ma fu sviluppato solo negli anni '80, quando il primo strumento AO coine-on fu testato su un telescopio di 1.52m presso l'osservatorio di Haute-Provence.

I sistemi ad ottiche adattive sono in grado di misurare e correggere in tempo reale le deformazioni del fronte d'onda dovute alla turbolenza atmosferica, rendendo quindi nuovamente piano il fronte d'onda incidente (come mostrato in figura 3.1), recuperando in questo modo una frazione di luce che altrimenti andrebbe persa. Questo si traduce in un incremento significativo della risoluzione delle immagini astronomiche con telescopi da terra.

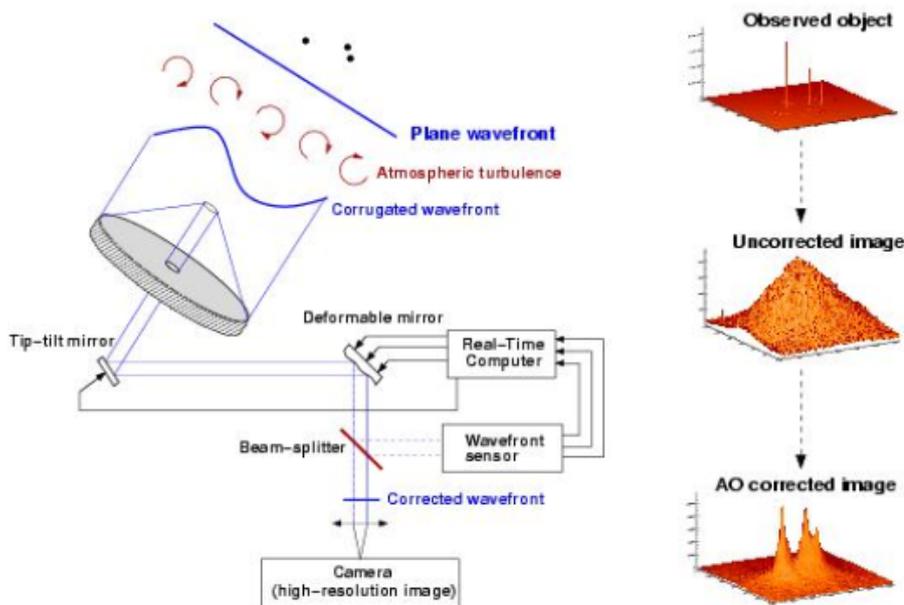


Figura 3.1: Processo di correzione per AO.

I primi sistemi AO sono stati gli SCAO (Single-Conjugate Adaptive Optics). I sistemi SCAO campionano le turbolenze atmosferiche usando una singola stella di riferimento, detta stella di guida naturale (NGS, Natural Guide Star). Le perturbazioni misurate vengono corrette attraverso l'uso di uno specchio deformabile.

La principale limitazione dei sistemi SCAO è che forniscono correzioni su campi di vista

molto piccoli (dell'ordine di pochi secondi d'arco) con un'efficienza che diminuisce rapidamente in funzione della distanza dalla NGS.

La seconda limitazione di questi sistemi è collegata alla luminosità della NGS. I sistemi di correzione ad ottiche adattive sono tanto più efficienti quanto più riescono a rispondere in tempo reale alle variazioni del fronte d'onda. Per una buona correzione la stella di guida naturale deve avere una magnitudine $R = 6 - 16.5$ mag, cosicché il rapporto S/N sia sufficientemente elevato anche con tempi di esposizione molto brevi (dell'ordine del decimo di secondo). Questo riduce sensibilmente la probabilità di trovare stelle brillanti nelle vicinanze di target scientifici.

Per risolvere il problema imposto dalla scarsa disponibilità di stelle di riferimento brillanti, è stato introdotto l'uso di stelle laser artificiali (LGS, Laser Guide Star) [62]. Esistono diversi metodi per produrre una LGS, quello più comunemente usato sfrutta l'eccitazione degli atomi di sodio presenti nella mesosfera (uno strato di atmosfera a circa 90 km di altezza) da parte di una luce laser inviata da terra. Monitorando le deformazioni del fronte d'onda in direzione di queste stelle si è in grado di correggere il campo circostante pur in assenza di sorgenti naturali sufficientemente brillanti.

Lo stato dell'arte dei sistemi AO sono i sistemi di Ottica Adattiva Multi-Coniugata (MCAO-Multi-Conjugate Adaptive Optics). Essi usano più di una stella guida laser, ciascuna collegata ad un sensore di fronte d'onda. Questi sistemi massimizzano sia il campo di vista in cui si ottengono correzioni ottimali che la sua omogeneità (figura 3.2).

Il primo sistema MCAO usato per osservazioni astronomiche è stato MAD (Multi-Conjugate Adaptive Optics Demonstrator) installato su un telescopio del VLT/ESO [63][64] e non più in uso dal 2008.

Il sistema MCAO attualmente disponibile per la comunità scientifica è GeMS (Gemini Multi-Conjugate Adaptive Optics System) installato sul telescopio di 8m Gemini South Telescope in Cile [65]. Un esempio del funzionamento dei sistemi MCAO è riportato in figura 3.2. Sistemi simili verranno usati nella prossima generazione di telescopi da 40m, come l'European Extremely Large Telescope (EELT) o il Thirty Meter Telescope (TMT).

GRAAL rappresenta il sistema GLAO che supporta lo strumento HAWK-I. Questo strumento non è in grado di raggiungere il limite di diffrazione ma GRAAL permette di ottenere un notevole miglioramento in termini di seeing, di circa il 50% [55].

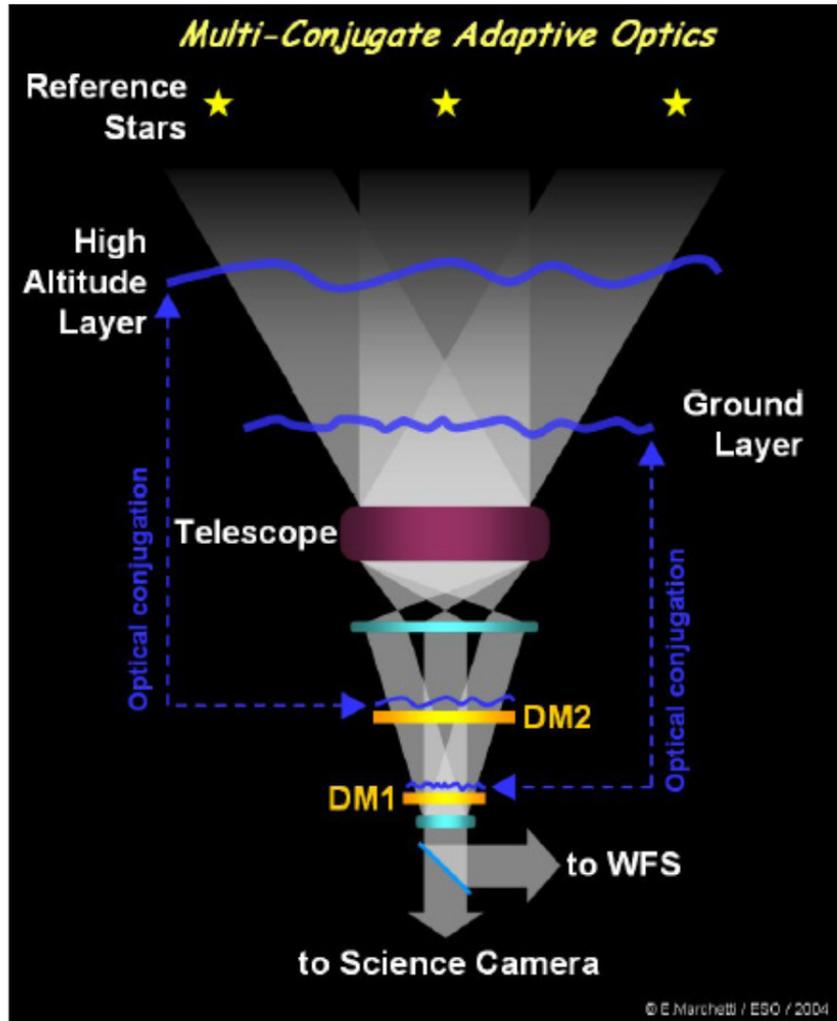


Figura 3.2: Schema di un sistema MCAO, in cui diversi sensori di fronte d'onda e specchi deformabili sono combinati insieme per ottimizzare la correzione in un campo di vista più grande.

3.2 Caratterizzazione delle performance

Il sistema GRAAL (si veda paragrafo 2.2) usa quattro Na-LGS disposte ai bordi del campo di vista, ottenute da altrettanti laser posizionati sul bordo del telescopio e ad una distanza angolare reciproca di 90 gradi (figura 3.3), e una NGS localizzata fuori dal campo di vista di HAWK-I. Le LGS forniscono una stima delle deformazioni del fronte d'onda causate dalla turbolenza atmosferica, che vengono poi corrette da uno specchio secondario deformabile. Una serie di attuatori, posti al di sotto dello specchio, si muovono in tempo reale per compensare e annullare le deformazioni. La NGS invece è usata per le correzioni di "tip-tilt". La NGS utilizzata in queste osservazioni è una stella di magnitudine $R = 15.656$ mag [66] e avente coordinate:

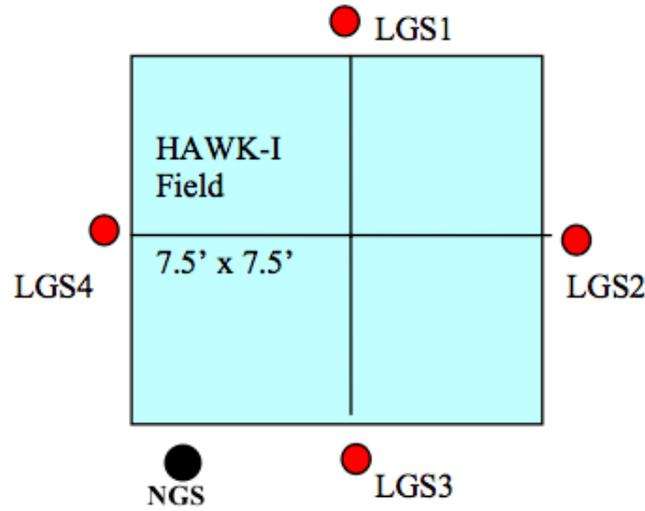


Figura 3.3: Posizione delle quattro stelle di guida laser e della stella di guida naturale.

$$RA = 88.027969 \quad Dec = -69.63856$$

Presentiamo un'analisi quantitativa delle prestazioni dello strumento in termini di FWHM ed EE (Encircled Energy) ottenute grazie al sistema AO. Si definisce EE la quantità di energia, e di flusso, contenuta all'interno di una data apertura circolare centrata sulla stella. L'analisi è stata effettuata sulle due immagini migliori e le due peggiori, in termini di seeing, per ciascun filtro.

I valori medi di FWHM ed EE forniscono una misura dell'efficienza del sistema, mentre la loro variazione spaziale fornisce una stima dell'uniformità della PSF nel FoV. Conoscere come FWHM ed EE variano nel campo è un'informazione molto importante nell'analisi fotometrica di campi stellari affollati, poiché consente di determinare in modo accurato il modello di PSF che meglio li descrive [67].

Solitamente l'analisi delle performance comprende anche lo studio dello Strehl Ratio, ovvero il rapporto tra la forma del profilo della PSF seeing limited e quello diffraction limited. Nel caso del sistema GRAAL non possiamo definire uno Strehl Ratio poiché tale sistema AO non è mai in grado di realizzare immagini astronomiche al limite di diffrazione.

L'analisi è stata effettuata utilizzando il software **SExtractor** [68], programma che costruisce un catalogo di oggetti a partire da un'immagine astronomica. Esso è particolarmente orientato verso la riduzione di immagini di galassie su larga scala, ma può essere utilizzato anche per l'analisi di campi affetti da crowding.

Questo software ha bisogno di due files di input: `default.param` e `default.sex`. Nel primo file è possibile scegliere i parametri di output e per questa analisi sono state ri-

chieste le posizioni in pixels (x,y) e in gradi (RA,Dec) delle singole sorgenti, la FWHM corrispondente e i flussi contenuti in aperture di raggio crescente a partire dal centro di ogni stella identificata. Le aperture consecutive in pixels, entro cui vengono calcolati i flussi e l'errore associato, sono indicate nel secondo file.

Poiché **SExtractor** restituisce il valore di FWHM per una lista di stelle contenute in ciascun chip di ogni immagine, andare a studiare la variazione di questo parametro all'interno del campo di vista diventa una procedura piuttosto immediata. Lo stesso non accade nel caso dell'EE, poiché il suo valore dipende fortemente dalla dimensione dell'apertura entro cui lo si calcola. In questa analisi abbiamo scelto di calcolare l'EE entro un diametro pari a due volte la FWHM media nel campo di ciascuna immagine. Utilizzando il software DAOPHOT IV, abbiamo identificato un campione di 20 stelle brillanti distribuite uniformemente nel FoV di ciascun chip, ne abbiamo calcolato la FWHM e i valori medi sono riportati in tabella 3.1. Si nota la tendenza dei chip 3 e 4 ad avere una FWHM leggermente più elevata rispetto agli altri due. Una spiegazione per il chip 3 è che in esso esso campiona la regione affetta da maggiore crowding, in cui è più arduo risolvere le singole sorgenti. Nel caso del chip 4 invece la ragione potrebbe essere la sua maggiore distanza dalla NGS, che ha reso le correzioni per AO meno efficienti.

I valori di FWHM adottati nell'analisi successiva sono riportati in tabella 3.1 (colonna 3). Confrontando questi risultati con i valori di seeing del sito al momento dell'osservazione, quindi prima della correzione per AO (tabella 3.1, colonna 4), si osserva un miglioramento del 50-60% nelle immagini migliori e del 30-40% in quelle peggiori, così come atteso dalle simulazioni del nuovo sistema GRAAL [55].

Immagine	FWHM [pix]				FWHM [pix]	FWHM [pix]
	Chip1	Chip2	Chip3	Chip4	Media	No AO
J_{best}	3.93	3.62	4.21	4.13	4.0	7.74
J_{worst}	5.18	4.86	5.51	5.34	5.25	7.26
H_{best}	3.08	3.21	3.53	3.59	3.25	7.74
H_{worst}	4.38	4.45	4.51	4.73	4.5	8.3

Tabella 3.1: Valori di FWHM media per ciascun chip di ogni immagine, con media corrispondente e valore del seeing senza correzioni relativo a ciascuna immagine.

Per determinare qual è la quantità di flusso di una stella, in percentuale, contenuta all'interno di 2FWHM, abbiamo bisogno di conoscere innanzitutto il suo flusso totale. Nel caso ideale, questo si otterrebbe in corrispondenza di una apertura infinita. Nel caso reale

invece è necessario costruire una curva di crescita (variazione del flusso di una sorgente in funzione della distanza dal centro di essa), in cui identificare la regione del plateau. Questo appiattimento corrisponde al 100% della luce proveniente dalla sorgente in esame. Questa analisi è stata effettuata per le immagini migliore e peggiore di entrambi i filtri, selezionando aperture multiple a partire da una FWHM.

In tutte le immagini il diametro per cui non si ha più crescita del flusso è sette volte la FWHM, ad eccezione dell'immagine H migliore in cui il plateau è stato raggiunto a 9FWHM. In figura 3.4 riportiamo, a titolo esemplificativo, la curva di crescita per una stella campione dell'immagine migliore in banda J.

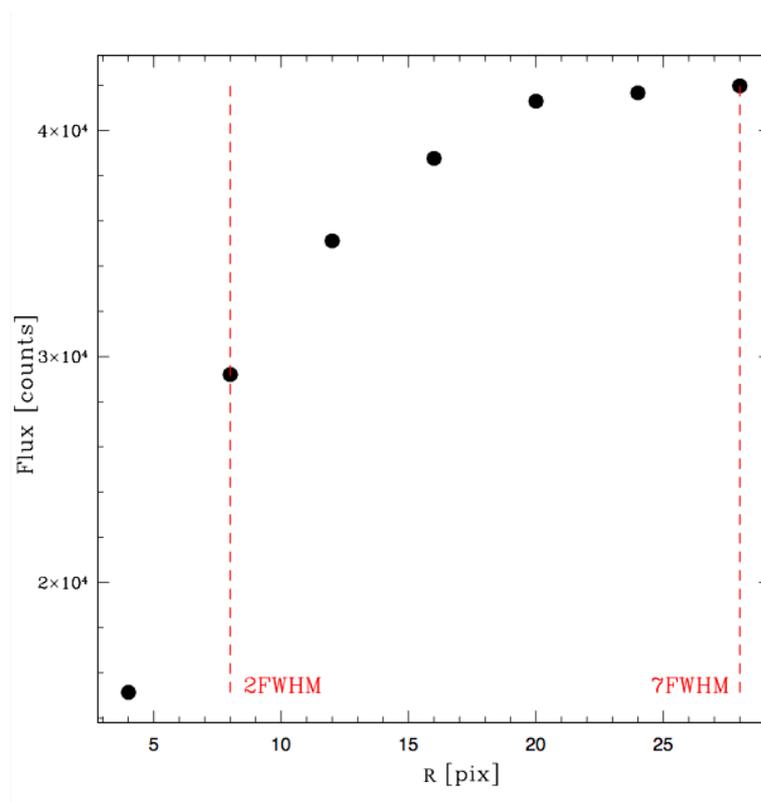


Figura 3.4: Profilo di EE di una stella campione. Si osserva la variazione del flusso in funzione del numero di FWHM considerate. Le due righe tratteggiate rappresentano 2 e 7 FWHM.

3.3 Variazione spaziale di FWHM ed EE

L'informazione importante è capire come la FWHM e l'EE variano nel FoV. A partire dai valori ottenuti per le singole stelle sono state ottenute le mappe.

Le mappe in figura 3.5 sono state ottenute a partire dalla distribuzione delle stelle e dai corrispondenti valori di FWHM, ottenuti tramite `SExtractor` per i set di diametri selezionati per ciascun chip di ciascuna immagine. Le mappe di EE in figura 3.6 indicano invece la percentuale di flusso racchiusa all'interno di un'apertura pari a 2FWHM , mediamente pari a circa $8\text{pix} = 0.85''$. Tramite l'utilizzo di un software sono state infine costruite le mappe con un kernel gaussiano, il cui raggio di smoothing è pari a 499 pixel.

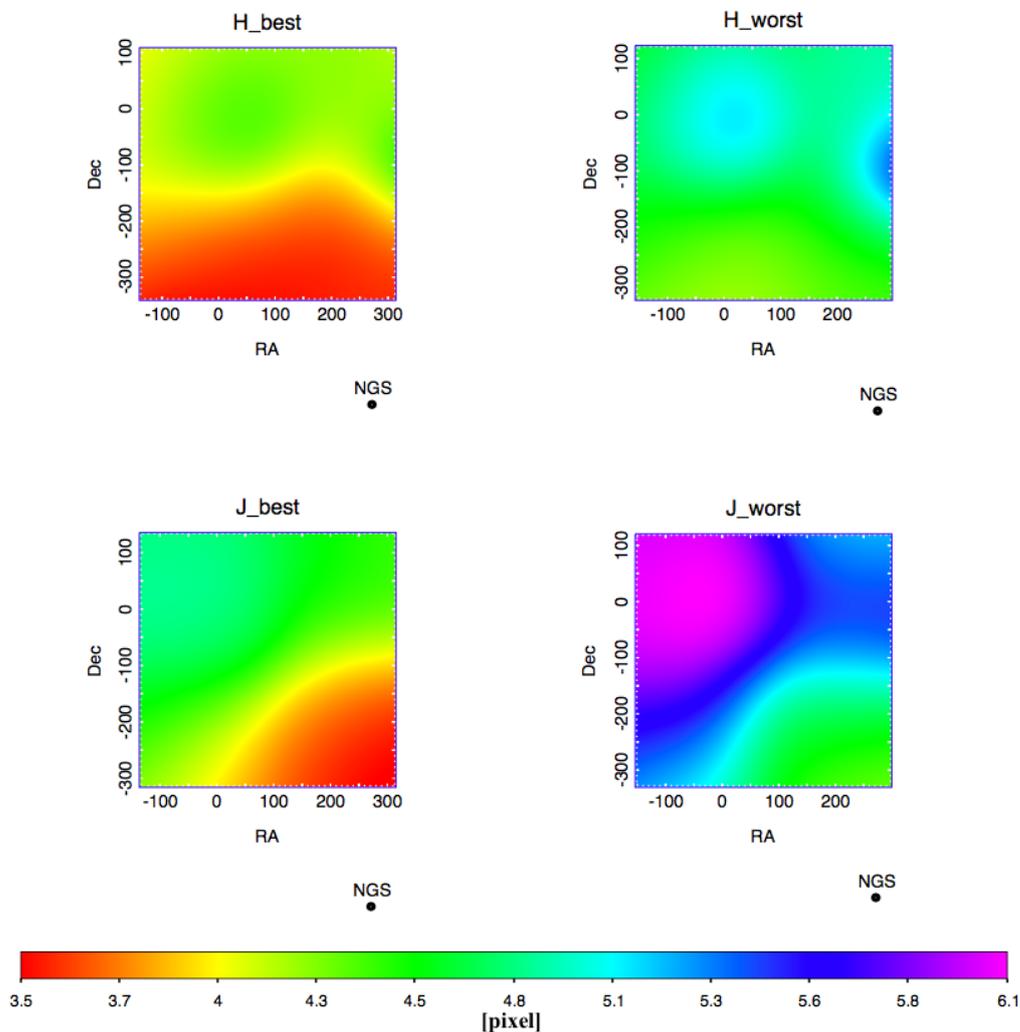


Figura 3.5: Mappe di variazione di FWHM nel campo di vista delle immagini. Con NGS si indica la posizione della stella di guida naturale.

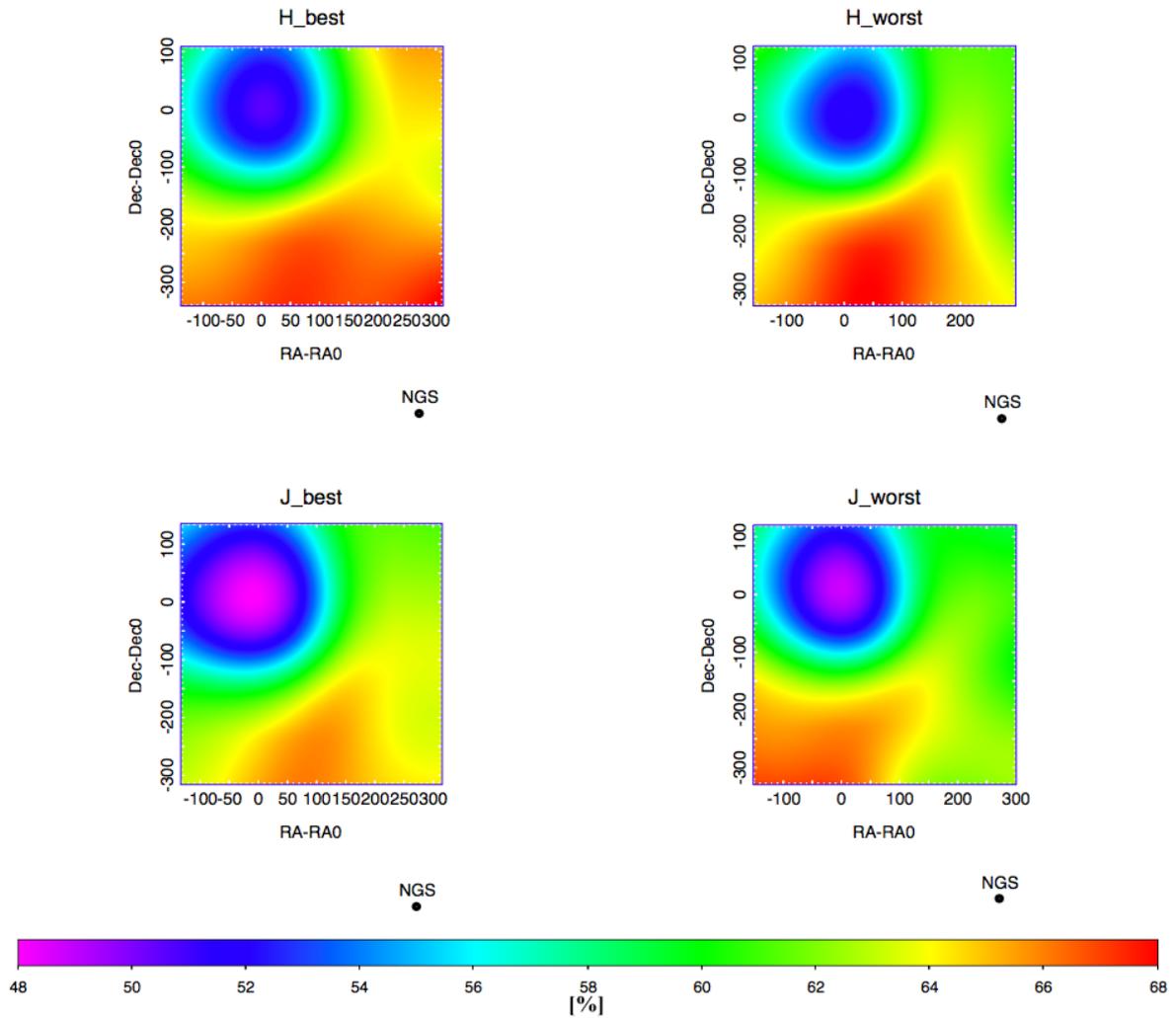


Figura 3.6: Mappe di EE lungo il FoV dell'osservazione.

Le mappe sono espresse in riferimento al centro dell'ammasso principale, NGC 2136. Per entrambi i tipi di mappe sono state applicate delle selezioni. Sono state selezionate solo le stelle aventi flusso positivo, con FWHM maggiore del limite di diffrazione calcolato¹ ed EE minore di 100, in quanto valori fisicamente non corretti.

I valori medi di FWHM, come atteso dalle precedenti stime (tabella 3.1), sono intorno ai 4 – 5 pixel, tuttavia si osserva un gradiente nel campo dell'ordine del 20%. In generale si osserva approssimativamente una variazione da 3.5 a 6.1 pixel per la FWHM. Per quanto riguarda invece le mappe di EE si ottiene una variazione dal 48 al 68%.

Sia per la FWHM che per l'EE le performance sono pressoché omogenee, ma peggiorano leggermente allontanandoci dalla NGS. Inoltre si osserva, soprattutto nelle mappe di EE,

¹Banda J: $\theta = 0.0386'' = 0.364pix$. Banda H: $\theta = 0.0497'' = 0.468pix$

che i valori peggiori si trovano nel chip3, ovvero il chip in cui è contenuto il sistema binario NGC2136-NGC2137, e quindi la regione più affetta da crowding in cui risulta difficile identificare le stelle e stimarne il flusso a causa dell'effetto della contaminazione delle stelle vicine.

Si nota che tra le due immagini in ciascuna banda le migliori ("best") presentano FWHM più piccole e ad esse corrispondono anche i valori più elevati di EE. Si ricorda infatti che gli andamenti di queste due quantità sono opposti: migliore è la FWHM, ovvero più è piccola, e migliore sarà l'EE, ovvero maggiore sarà la percentuale di flusso raccolto a parità di raggio rispetto ad una stella con FWHM più grande.

Questi risultati sono stati confrontati con una stima simile presente in letteratura [69]. In questo studio gli autori analizzano la banda K, che è nota essere la banda che performa meglio. Uno dei risultati più interessanti ottenuto da Hibon [69] riguarda l'analisi dell'uniformità della FWHM e dell'EE in banda K (figura 3.7), in cui si hanno due casi: con e senza correzione per AO. Nel caso senza AO (in figura rappresentato con degli asterischi) il 50% dell'EE è contenuto all'interno di un'apertura di circa $0.71''$; mentre utilizzando la correzione di GRAAL il 50% dell'EE si raggiunge in un'apertura di $0.55''$ (in figura rappresentato con le croci).

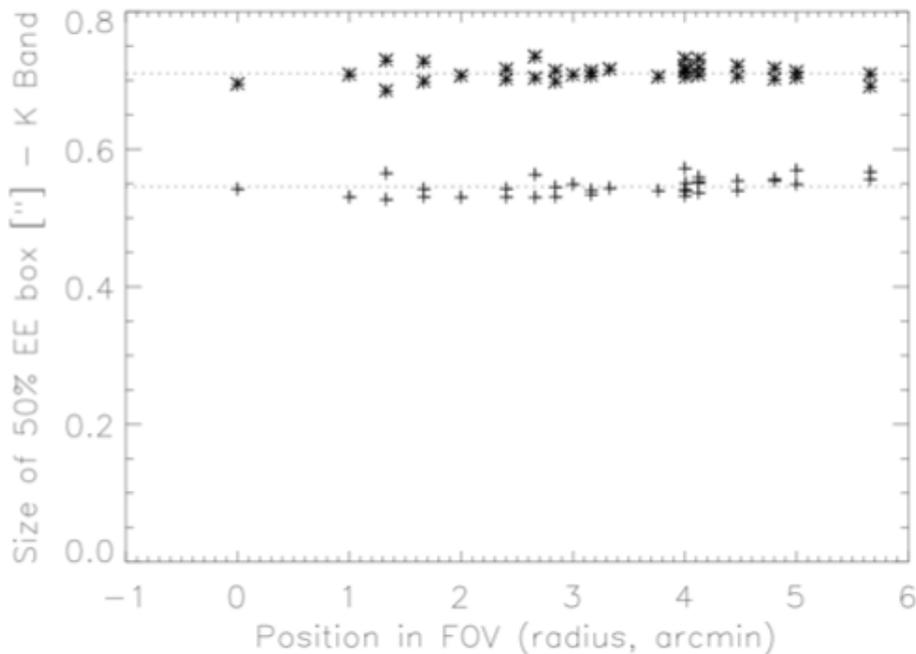


Figura 3.7: Stabilità della PSF rispetto alla posizione nel FoV in banda K. Gli asterischi rappresentano i valori non corretti per AO, le croci sono i valori ottenuti con il sistema GRAAL.

Il procedimento da noi eseguito è l'opposto, ovvero è stata fissata l'apertura a 2FWHM, che è circa $0.8''$, ed è stata determinata la percentuale di EE contenuta al suo interno. Avendo già corretto per AO, quindi trovandoci nel caso di super-seeing, i valori da noi ottenuti devono essere confrontati con i valori di Hibon corretti (asterischi in figura 3.7). Nonostante non si possa fare un confronto diretto possiamo comunque dedurre delle informazioni interessanti. Sappiamo che HAWK-I ha a disposizione 4 filtri di osservazione: Y, J, H e K e che spostandoci da K a Y le performance peggiorano. Hibon si pone nel caso di massima efficienza, conseguentemente tutto ciò che viene osservato negli altri filtri sarà progressivamente peggiore. Entro $0.55''$ in banda H, e ancor più in banda J, si avrà una percentuale di EE minore rispetto al 50% osservato in banda K.

Nel nostro caso sappiamo che 2FWHM è pari circa $0.8''$, dal grafico in figura 3.7 in banda K a questa apertura si dovrebbe avere tra il 70 e l'80% del flusso, quindi in banda H e J ci aspettiamo di trovare una percentuale più bassa. Ciò che si osserva dalle mappe in figura 3.6 è che la percentuale arriva al massimo al 68% in banda H, e al massimo al 65% in banda J, valori ragionevoli sapendo che la performance decresce da K a H e da H a J. Tale differenza trova riscontro anche nelle mappe di FWHM (figura 3.5): in banda H la FWHM varia tra i 3.5 e i 5.3 pixel, mentre in banda J raggiunge anche i 6.1 pixel.

Questi risultati sono in accordo con quanto trovato anche da Pirard et al. [70]; nella figura 3.8 si osserva la variazione dell'EE in funzione della distanza dal centro della PSF nelle 3 bande (K, H e J), con e senza la correzione per AO per un seeing di $0.9''$.

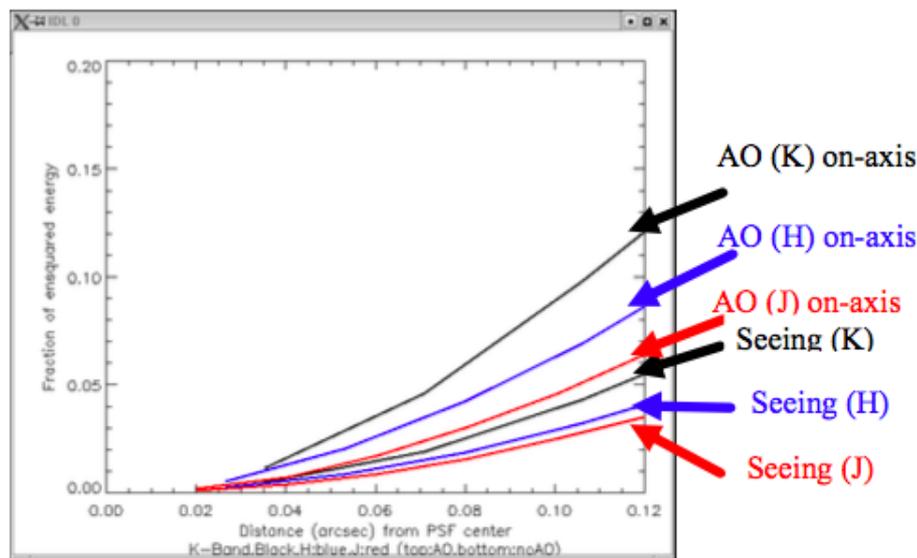


Figura 3.8: Concentrazione dell'energia con e senza correzione AO per un seeing di $0.9''$. [70]

A supporto dei risultati ottenuti in questo lavoro di tesi si evidenzia che, facendo un con-

fronto tra la FWHM nella bande J e H, il valore di FWHM in presenza di correzione per AO è sempre migliore in banda H piuttosto che in banda J.

Facendo un confronto con i valori di seeing non corretto osservati durante le osservazioni si trova un effettivo miglioramento, la correzione per AO permette di ottenere dei valori due volte migliori, passando da una FWHM non corretta di circa $0.8''$, ovvero 7.5 pixel, a circa $0.4''$, ovvero 3.7 pixel.

Capitolo 4

Determinazione dei centri e delle età

Nel campo di vista coperto dai dati HAWK-I/GRAAL sono state facilmente individuate tre sovradensità oltre ai target principali della nostra analisi, ovvero NGC2136-NGC2137. Dal cross-match delle posizioni di queste tre strutture stellari con cataloghi di ammassi stellari disponibili online [71], abbiamo identificato i tre ammassi in: KMHK 1489 (Cl-Cluster), KMHK 1478 (OpC-Open cluster), BSDL 3152 (Cl). In figura 4.1 vengono evidenziati i 5 ammassi.

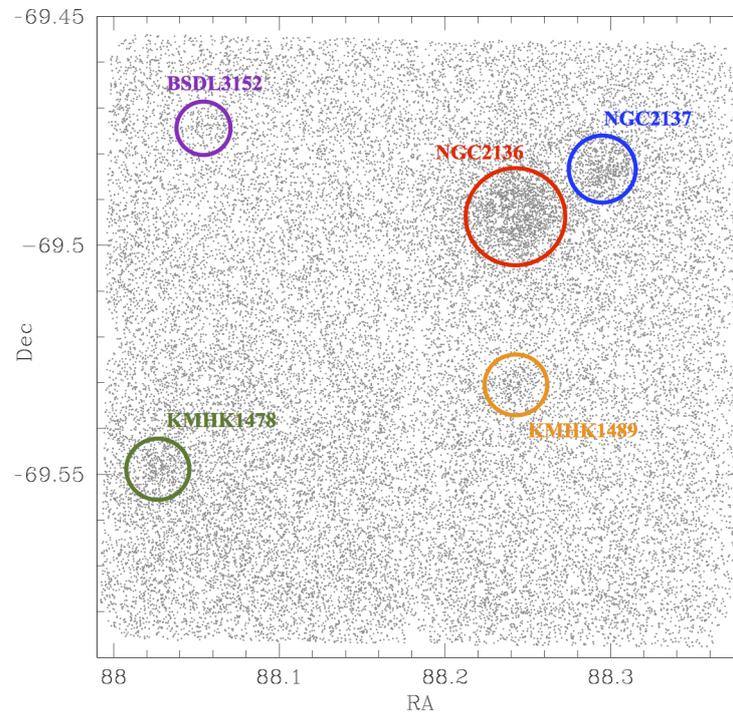


Figura 4.1: Mappa del catalogo, i cerchi rappresentano gli ammassi identificati: NGC2136 (rosso), NGC2137 (blu), KMHK1489 (arancione), KMHK1478 (verde), BSDL3152 (viola).

L'analisi che viene presentata include, oltre alla caratterizzazione del sistema binario NGC2136-NGC2137, anche lo studio e la caratterizzazione dei tre ammassi.

4.1 Centri e CMD dei cinque ammassi

Il primo step della nostra analisi è quello di determinare il centro geometrico dei cinque ammassi. Per fare ciò è stata utilizzata una procedura iterativa che, partendo da un centro approssimato (*C-guess*), calcola la media delle posizioni α e β in un dato intervallo di magnitudini ed entro una distanza r dal centro ottenuto ad ogni iterazione. Sono state utilizzate solo le stelle con magnitudine $J \leq 21$ per evitare effetti spuri dovuti all'incompletezza. La procedura iterativa termina quando il centro risultante raggiunge un valore stabile.

Per evitare possibili bias, come errori di selezione, o problemi di incompletezza la procedura è stata ripetuta per ogni ammasso per tre diversi intervalli di magnitudine ($14 < J < 20.5$, $14 < J < 21$, $14 < J < 21.5$) e tre diversi raggi (25-30-35 arcsec per NGC 2136; 10-15-20 arcsec per NGC 2137, KMHK 1489, KMHK 1478 e BSDL 3152), scelti a seconda dell'apparente estensione di ciascun ammasso e della relativa vicinanza ai cluster vicini, in modo tale da evitare la contaminazione da eventuali ammassi vicini e del campo circostante, ma col compromesso di avere un sufficiente numero stelle ad ogni iterazione, limitando pertanto le incertezze statistiche.

Per ogni ammasso abbiamo ottenuto nove misure del centro. La posizione finale del centro è definita come la media dei valori ottenuti per ogni combinazione di raggio e intervallo di magnitudine, mentre l'errore associato è rappresentato dalla deviazione standard. I risultati sono riportati nella tabella 4.1.

SIMBAD name	Coordinate centro c-guess		Coordinate centro [°]	
	RA	Dec	RA	Dec
NGC 2136	88.25	-69.49	88.2447520±0.0008719	-69.4923041±0.0000776
NGC 2137	88.2956	-69.4823	88.2995158±0.0004729	-69.4831142±0.0002477
KMHK 1489	88.2431	-69.529	88.2415866±0.0008675	-69.5305670±0.0004318
KMHK 1478	88.0275	-69.5479	88.0289052±0.0012394	-69.5481295±0.0002959
BSDL 3152	88.0552	-69.4735	88.0560912±0.0022526	-69.4734761±0.0005690

Tabella 4.1: Coordinate in gradi dei centri degli ammassi. Sono riportati sia i centri stimati preliminarmente sia i valori dei centri reali ottenuti dalla media dei nove valori calcolati per le combinazioni di raggi e magnitudine.

La figura 4.2 mostra la distribuzione delle stelle del nostro catalogo in coordinate cartesiane (x,y) rispetto al centro di NGC2136.

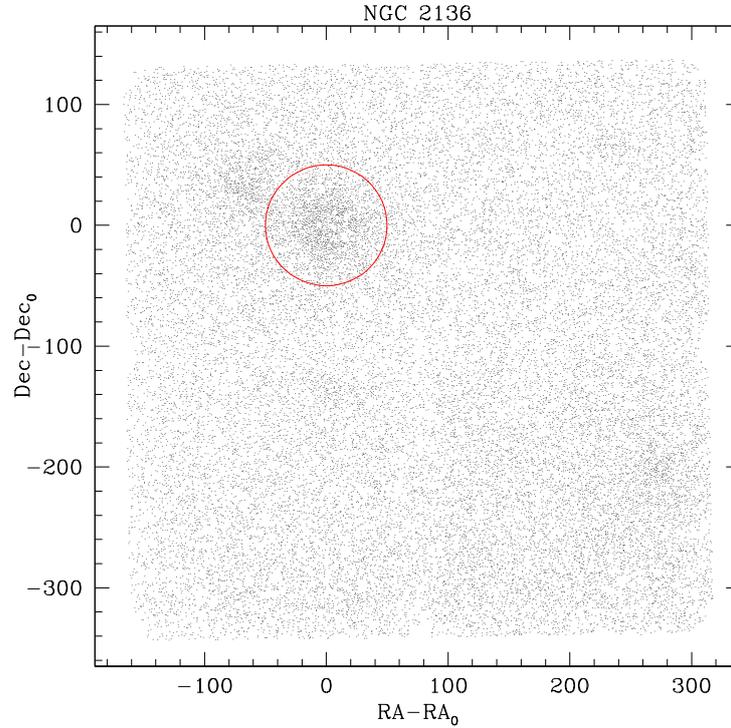


Figura 4.2: Mappa del catalogo in riferimento al centro di NGC2136.

Le figure 4.3 e 4.4 mostrano i CMD dei cinque ammassi per stelle che si trovano entro una distanza di $50''$ dal centro per NGC2136 e NGC2137 e $35''$ dai rispettivi centri degli altri tre sistemi. Inoltre, per minimizzare la contaminazione dovuta alle stelle dell'ammasso vicino, nel caso di NGC2136 abbiamo selezionato solo le stelle con $x > -35''$, mentre per NGC2137 solo le stelle con $x > +35''$. Tale selezione viene rappresentata nelle mappe 4.5.

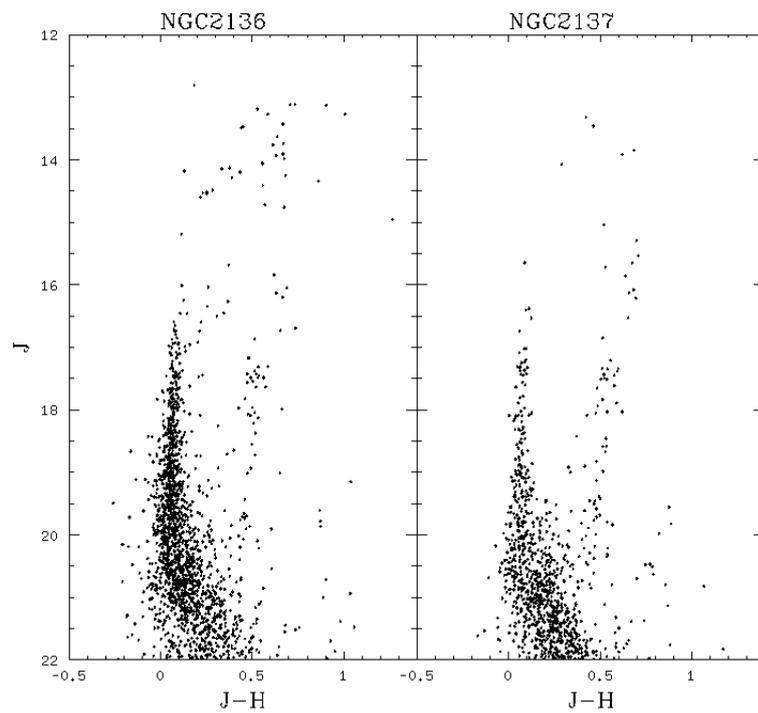


Figura 4.3: Diagramma colore magnitudine della coppia di ammassi NGC2136 (sinistra) - NGC2137 (destra).

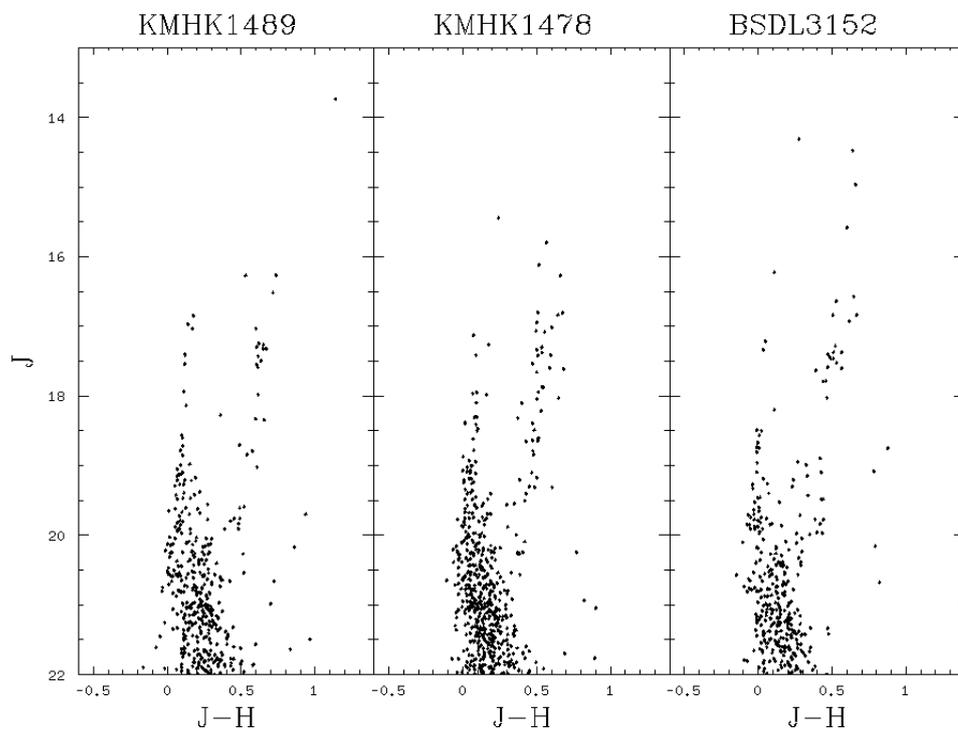


Figura 4.4: Diagramma colore magnitudine dei tre ammassi singoli presenti nel campo: KMHK1489 (sinistra), KMHK1478 (centro) e BSDL3152 (destra).

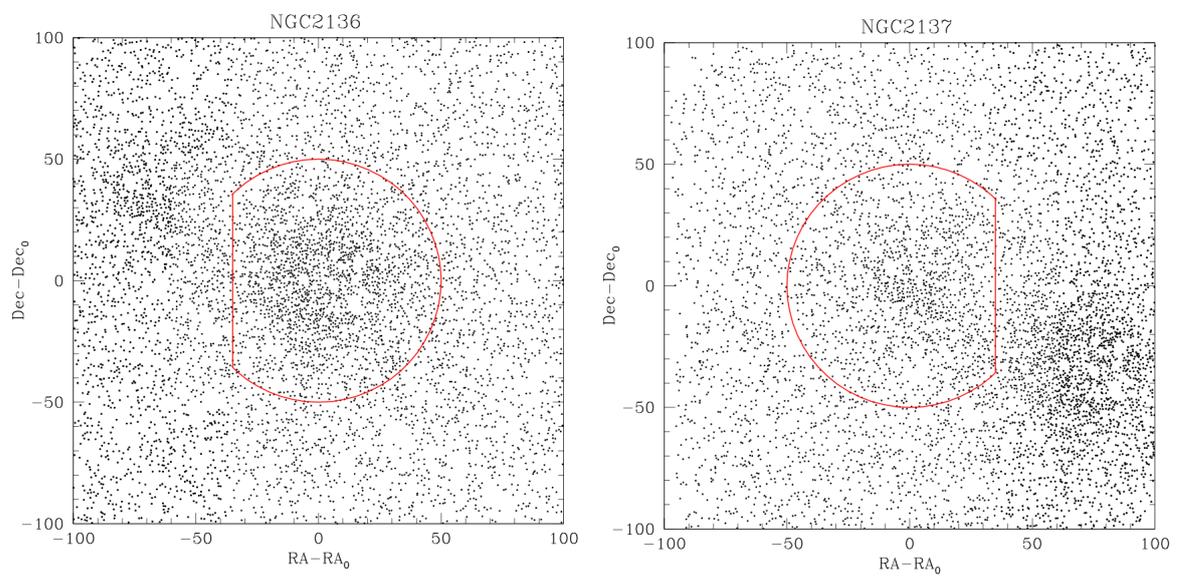


Figura 4.5: Mappe di riferimento con zoom sui centri di NGC2136 e NGC2137. Il cerchio rosso rappresenta l'area di raggio 50'' all'interno della quale vengono considerate le stelle per la costruzione del CMD e la retta rossa rappresenta i tagli scelti per evitare la contaminazione del compagno.

4.1.1 Determinazione delle distanze reciproche

La distanza tra due o più ammassi è un parametro importante che può fornire informazioni sulla loro natura binaria. Infatti la distanza determina la probabilità che due sistemi siano gravitazionalmente legati. Dieball et al.[21] suggerisce che in LMC sistemi con distanza reciproca inferiore a 20pc hanno buona probabilità di essere gravitazionalmente legati. In questi sistemi infatti, la reciproca attrazione gravitazionale è in media più forte del potenziale della galassia. Assumendo come modulo di distanza vero $(m - M)_0 = 18.55 \pm 0.15$, che fornisce una distanza della LMC di circa 51 kpc, troviamo che gli ammassi nel nostro data-set hanno distanze da NGC2136 nel range dei 19-85 pc (tabella 4.2).

Ammasso	x	y	d _[arcsec]	d _[pc]
NGC 2137	-69.0977	33.0527	76.60	19.05
KMHK 1489	3.9851	-137.7465	137.80	34.26
KMHK 1478	271.5160	-201.4504	338.09	84.06
BSDL 3152	238.1475	67.4136	247.51	61.54

Tabella 4.2: Distanze ammassi NGC2137, KMHK1489, KMHK1478 e BSDL3152 da NGC2136.

A parte il caso di NGC2137, per cui le velocità radiali dimostrano che sia legato a NGC2136 [52], la stima delle distanze suggerisce la presenza di una piccola probabilità che l'ammasso KMHK1489 sia interagente, dato che si trova a circa 34 pc; per i restanti due ammassi, che si trovano rispettivamente a 84 e 61 parsec, è altamente improbabile che siano legati al nostro sistema.

Questa è solo una delle possibili prove di collegamento tra i tre ammassi e il sistema binario.

4.2 Determinazione dell'età

Poiché gli ammassi oggetto di questo studio si trovano in una regione con una densità di stelle di LMC abbastanza elevata, è necessario tenere conto della contaminazione da campo prima di poter procedere con la stima dell'età.

4.2.1 Decontaminazione statistica

Data la distanza della LMC ($\sim 51\text{kpc}$) non sono disponibili cataloghi completi di stelle con informazioni cinematiche, come moti propri o velocità radiali, per poter distinguere le stelle appartenenti agli ammassi da quelle della galassia che li ospita. Pertanto per decontaminare i CMD degli ammassi è necessario usare un approccio statistico che si basa sul confronto tra la distribuzione in colore e magnitudine delle stelle nelle vicinanze degli ammassi e di una regione esterna rappresentativa del campo circostante [72].

In particolare, per decontaminare i diagrammi degli ammassi è stata selezionata una regione di campo con area uguale a quella utilizzata per la costruzione del CMD (si veda la sezione 4.1).

Per i due ammassi principali è stata scelta l'area di campo con centro nelle coordinate (cerchio rosso in figura 4.6):

$$RA = 88.1086 \quad Dec = -69.5479$$

Invece per i tre ammassi secondari il centro della regione di campo è (cerchio blu in figura 4.6):

$$RA = 88.2325 \quad Dec = -69.5674$$

Vediamo quindi il confronto tra il CMD relativo agli ammassi e il CMD corrispondente all'area di campo selezionata nelle figure 4.7 e 4.8.

La decontaminazione statistica dei CMD viene eseguita attraverso un algoritmo che confronta i diagrammi di ammasso e campo. Dividiamo il CMD dell'ammasso e quello del campo in una griglia regolare $i \times j$ con step 0.25×0.30 mag. Lo stesso numero di stelle osservato nella cella $i' \times j'$ del CMD del campo viene sottratto in maniera casuale dalla stessa cella del CMD dell'ammasso. Le stelle che sopravvivono a questa analisi sono le stelle che con maggiore probabilità appartengono all'ammasso. Queste stelle costituiscono i CMD decontaminati mostrati in figura 4.9.

Questo approccio statistico viene ripetuto più volte e ogni volta estrae diverse stelle di campo. I risultati prodotti in output sono nove CMD puliti. Tra i nove clean è stato scelto quello che sembra avere il risultato migliore, il miglior compromesso tra l'eliminazione delle stelle e la definizione delle sequenze certe dell'ammasso.

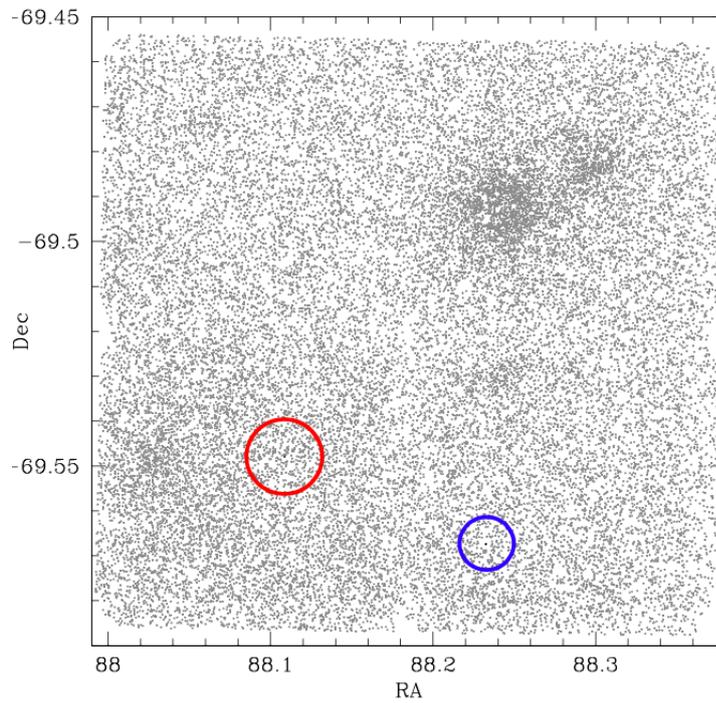


Figura 4.6: Mappa del FoV del catalogo, il cerchio rosso rappresenta la prima regione di campo selezionata, il cerchio blu la seconda.

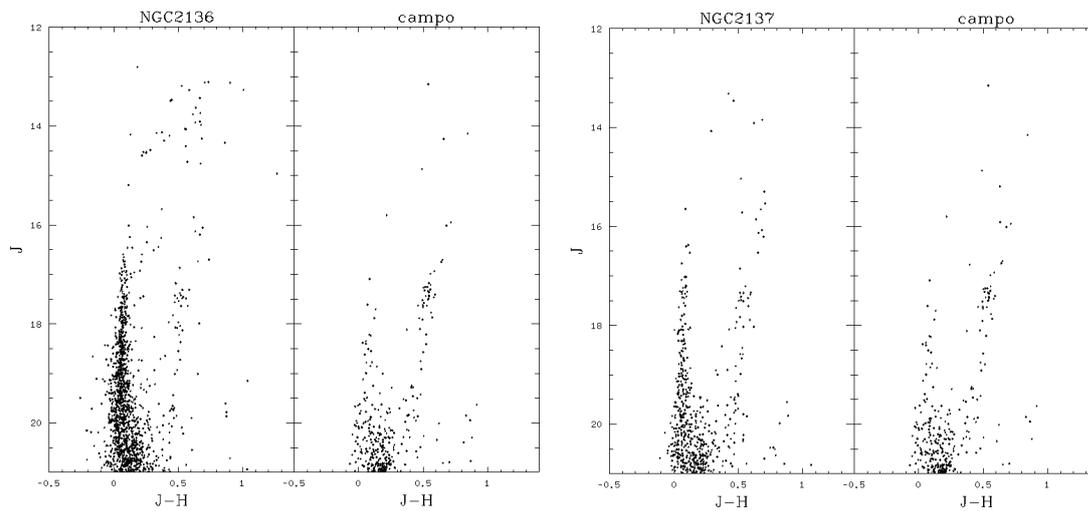


Figura 4.7: Confronto diagrammi colore magnitudine degli ammassi NGC2136 (sinistra) e NGC2137 (destra) e il CMD delle corrispondenti aree di campo.

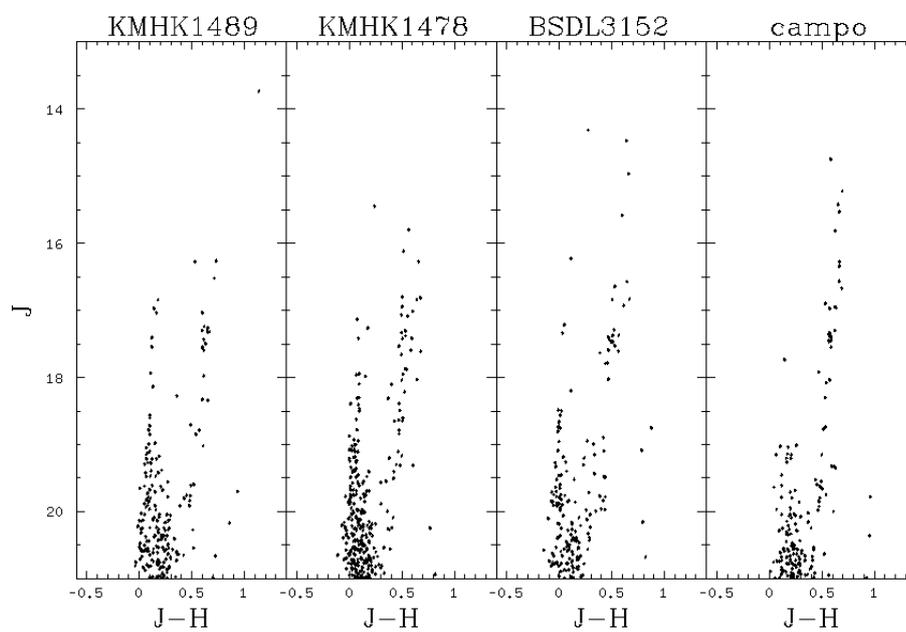


Figura 4.8: Confronto diagrammi colore magnitudine degli ammassi KMHK1489, KMHK1478, BSDL3152 e il CMD della corrispondente area di campo.

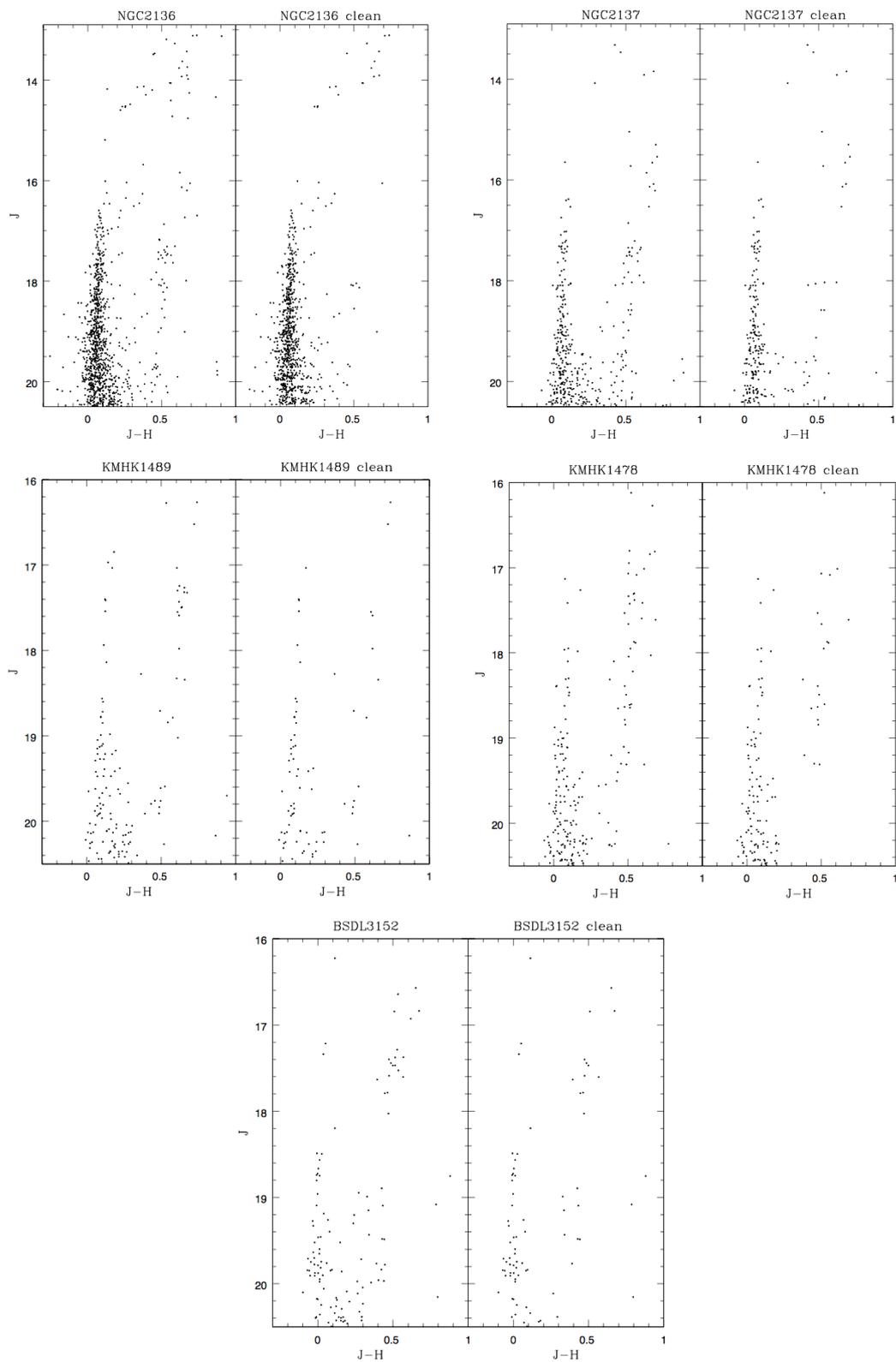


Figura 4.9: Confronto tra i CMD dei 5 ammassi prima e dopo la procedura di decontaminazione.

4.2.2 Isochrone fitting

La determinazione dell'età degli ammassi è un parametro fondamentale per poter determinare la binarietà o molteplicità dei sistemi stellari e la loro origine. Infatti, sistemi coevi potrebbero essersi formati dalla stessa nube molecolare, mentre oggetti con età diversa potrebbero essere il risultato di successive catture mareali.

Il metodo usato per misurare le età assolute degli ammassi è quello dell'*isochrone fitting*. Esso consiste nel confronto tra modelli teorici (isocrone) con età differenti e i CMD, con l'obiettivo di individuare quello che è in grado di riprodurre al meglio la distribuzione osservata delle stelle [73].

Il set di isocrone scelto è quello di BaSTI (Bag of Stellar Tracks and Isochrones) [74]. Queste sono un insieme di modelli teorici con età tra 30 Myr e 19 Gyr e differente composizione chimica. Come metallicità di riferimento per i cinque ammassi adottiamo quella ottenuta da Mucciarelli et al.[52] per NGC2136 e NGC2137 sulla base di un'analisi spettroscopica ad alta risoluzione.

$$\left[\frac{Fe}{H} \right] = -0.40 \pm 0.01 \quad (4.1)$$

Poiché tra i set scaricabili dal sito BaSTI non sono presenti tutti i valori di metallicità, è stato scelto quello con metallicità più vicina ($\left[\frac{Fe}{H} \right] = -0.29$).

Come modulo di distanza e arrossamento, necessari per riportare i modelli teorici nel piano osservato, abbiamo adottato [75][76]:

$$\begin{aligned} (m - M)_0 &= 18.55 \pm 0.15 \\ E(B - V) &= 0.08 \pm 0.03 \end{aligned}$$

Per correggere le magnitudini nelle bande J e H abbiamo utilizzato i seguenti coefficienti di estinzione:

$$\begin{aligned} A_J &= 0.295 \cdot A_V \\ A_H &= 0.18 \cdot A_V \end{aligned} \quad (4.2)$$

In cui $A_V = R_V \cdot E(B - V)$, con $R_V = 3.1$.

Poiché il nostro catalogo è stato calibrato sul sistema 2MASS (sezione 2.9), mentre le isocrone BaSTI sono nel sistema fotometrico Johnson¹, è necessario applicare delle trasformazioni di colore alle isocrone. Questa conversione si svolge in due passaggi:

1. Conversione da Johnson a Bessel-Brett².
2. Conversione da Bessel-Brett a 2MASS³.

¹Verrà indicato con il pedice BaSTI.

²Verrà indicato con il pedice BB.

³Verrà indicato con il pedice 2MASS.

Per la prima correzione sono stati usati i coefficienti di conversione relativi all'articolo di Bessell & Brett [77], che vengono qui riportati:

$$\begin{aligned}
 (J - H)_{BB} &= 1.01 \cdot (J - H)_{BaSTI} + 0.01 \\
 (V - K)_{BB} &= 0.993 \cdot (V - K)_{BaSTI} + 0.01 \\
 (H - K)_{BB} &= 0.91 \cdot (H - K)_{BaSTI} + 0.01
 \end{aligned} \tag{4.3}$$

Invece per la seconda conversione sono state usate le relazioni di Carpenter [60]:

$$\begin{aligned}
 (K)_{2MASS} &= (K)_{BB} - 0.044 \\
 (H - K)_{2MASS} &= 0.996 \cdot (H - K)_{BB} + 0.028 \\
 (J - H)_{2MASS} &= 0.980 \cdot (J - H)_{BB} - 0.045
 \end{aligned} \tag{4.4}$$

Le regioni nel CMD utilizzate come riferimento per la stima dell'età sono il MS-TO (Main Sequence Turn-Off) e la zona dell'HB (Horizontal Branch). È sconsigliato utilizzare la bassa MS, nonostante sia la regione del CMD più popolata, poiché gli errori fotometrici iniziano a diventare importanti e la sottrazione del campo è meno affidabile. Alla luce di queste considerazioni abbiamo determinato l'età confrontando il CMD osservato con le isocrone di BaSTI nel range di età atteso per ciascun ammasso [78]. L'incertezza associata ad ogni stima è stata definita come il minimo intervallo di età utilizzabile nel fit del CMD. Nelle figure 4.10 e 4.11 sono riportate (in rosso) le isocrone di best-fit dei cinque ammassi, da cui sono state stimate le età:

- NGC2136: (60 ± 10) Myr
- NGC2137: (60 ± 10) Myr
- KMHK1489: (200 ± 50) Myr
- KMHK1478: (200 ± 50) Myr
- BSDL3152: (300 ± 50) Myr

Come si osserva, la coppia NGC2136-NGC2137 è coeva. Questo è un ulteriore indizio sulla binarietà dei due, infatti le due componenti del sistema binario potrebbero essersi formate insieme dal collasso della stessa nube molecolare, andando poi a legarsi gravitazionalmente. KMHK1489, che ha una distanza dal sistema al limite delle probabilità di essere interagente, ha un'età molto maggiore rispetto alla coppia. Questo ci suggerisce che è altamente improbabile che tale sistema sia legato a NGC2136-NGC2137. Naturalmente questa non è una verità assoluta, quindi esso potrebbe essere stato catturato marealmente dopo un periodo di evoluzione isolato.

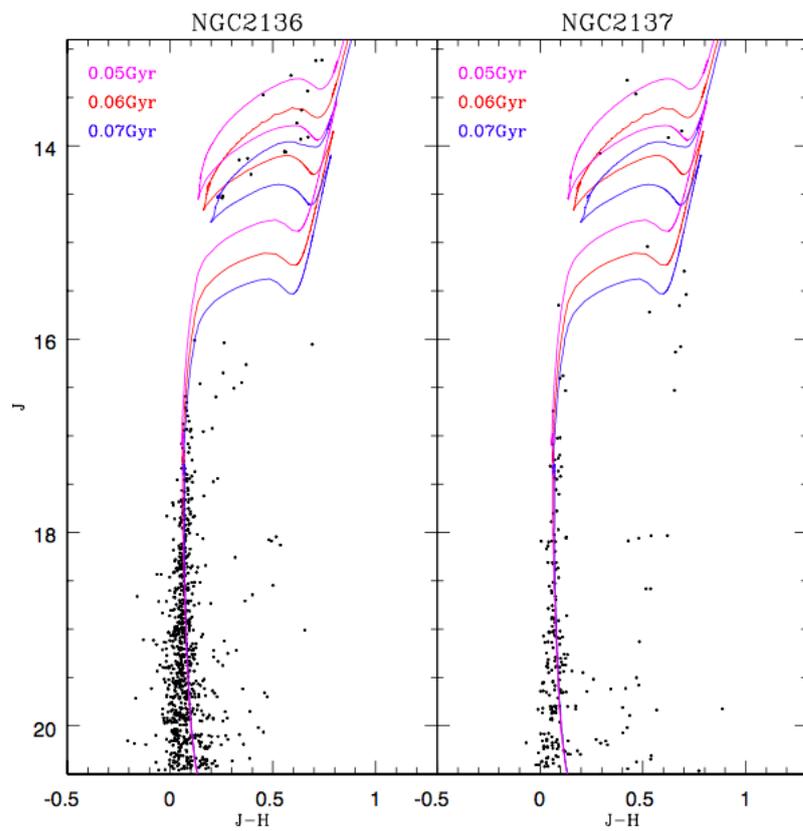


Figura 4.10: Diagramma colore magnitudine di NGC2136 (sinistra) e NGC2137 (destra). In rosso si osserva l'isocrona di best-fit.

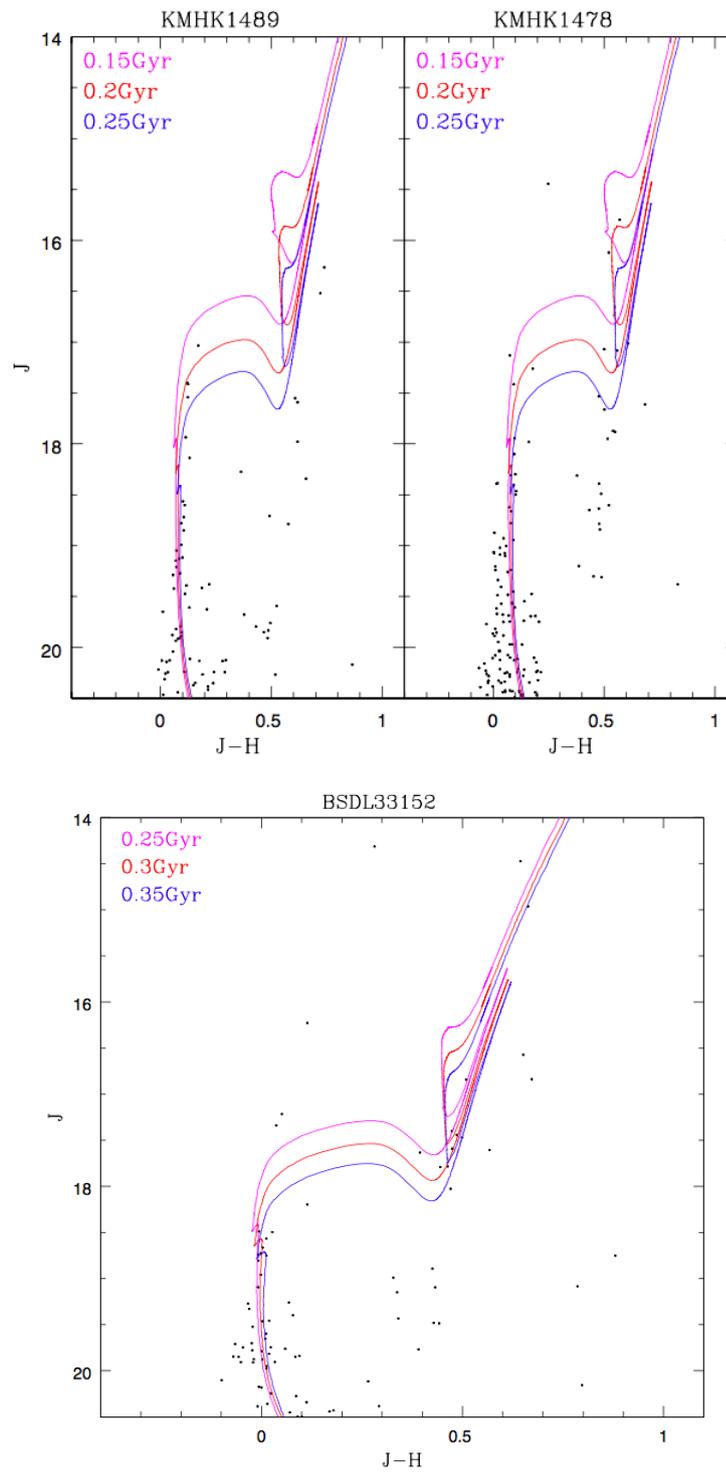


Figura 4.11: Diagramma colore magnitudine di KMHK1489 (sinistra), KMHK1478 (destra) e BSDL33152 (sotto). In rosso si osserva l'isocrona di best-fit.

Capitolo 5

Determinazione dei parametri strutturali

Per avere ulteriori informazioni sulle caratteristiche strutturali e sulla binarietà degli ammassi, andiamo ad analizzare i profili di densità osservati. Su di essi verrà fatto un fit con un modello teorico, da cui verranno ricavati i parametri strutturali fondamentali, quali raggio di core, raggio di metà massa, raggio mareale, parametro di concentrazione e massa per ciascuno dei cinque ammassi.

5.1 Derivazione dei profili di densità

L'analisi dei profili di densità radiali degli ammassi è importante perché fornisce informazioni fondamentali sulla loro estensione e struttura. In particolare determinare l'estensione degli ammassi permette di fare considerazioni sul grado di interazione reciproca e sull'eventuale presenza di sovradensità tra due sistemi, dovuta alla mutua interazione.

Il profilo di densità è stato determinato per ogni ammasso calcolando il numero di stelle all'interno di settori circolari concentrici, con raggi diversi a partire dal centro dell'ammasso. In particolare, ogni anello è stato diviso in un numero opportuno di sotto-settori o quadranti (da 2 a 4).

La dimensione dei settori radiali e dei sotto-settori è stata scelta in base alle diverse esigenze legate al campo di vista, in particolare i settori più interni sono stati suddivisi in un numero maggiore di sotto-settori rispetto alle regioni più esterne in cui la densità numerica di oggetti diminuisce notevolmente, per cui, per avere sufficiente statistica, sono state scelte delle aree più ampie. In figura 5.1 vengono riportate le suddivisioni effettuate per ciascun ammasso. Inoltre, sono stati fatti dei tagli in magnitudine ($14 < J < 21$), in modo da evitare problemi di completezza e di saturazione.

Il numero di stelle è stato misurato in ogni quadrante e la densità relativa è stata ottenuta dividendo tali conteggi per l'area campionata. La densità di ogni anello è stata definita come la media delle densità dei quadranti e come errore è stata adottata la sua deviazione standard.

Per evitare la contaminazione dovuta agli ammassi vicini è stato necessario effettuare una selezione di porzioni angolari degli anelli. Tali selezioni angolari vengono definite in modo da permettere la maggiore estensione possibile dal centro dell'ammasso, evitando i vicini (figura 5.1).

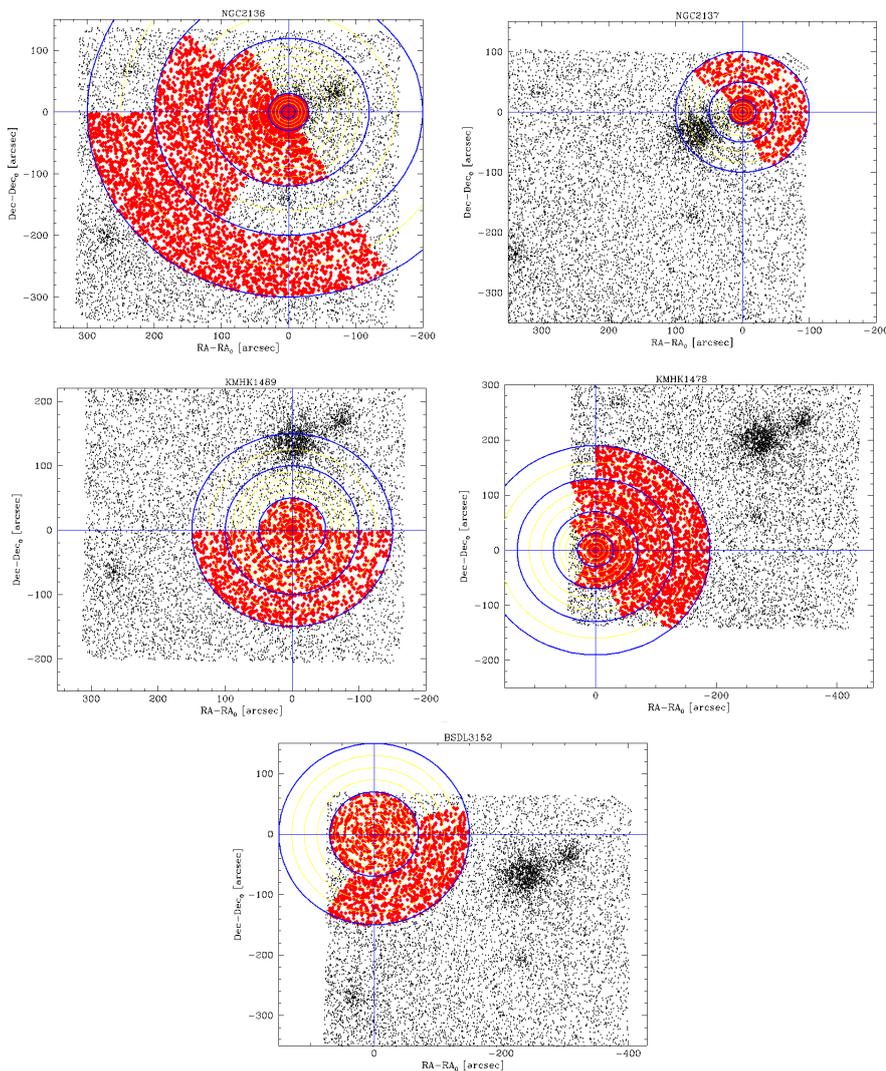


Figura 5.1: Selezione dei settori e sotto-settori per i 5 ammassi con relative selezioni angolari. Le zone con i punti rossi rappresentano le regioni selezionate.

La figura 5.2 mostra il profilo di densità osservato di NGC2136 in termini di logaritmo della densità numerica superficiale in funzione del logaritmo della distanza dal centro. I

grafici dei restanti quattro ammassi vengono riportati nel paragrafo 5.2 (figura 5.4).

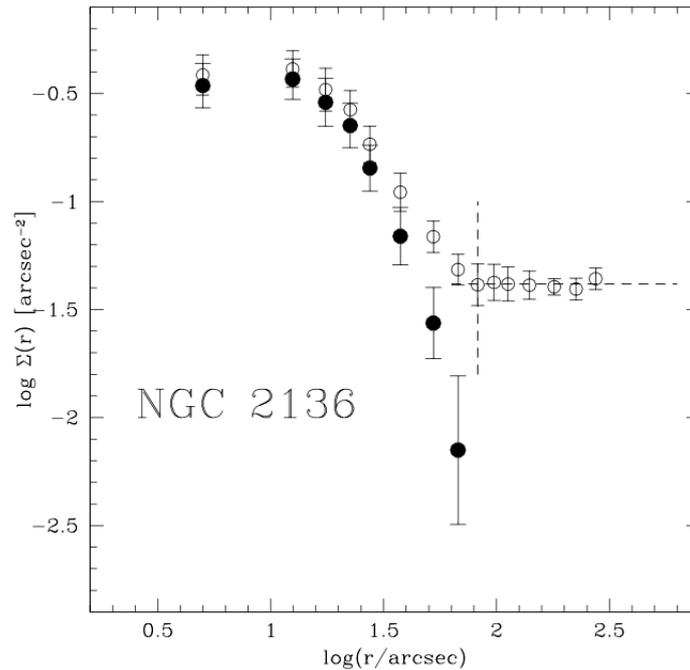


Figura 5.2: Profilo di densità superficiale radiale dell’ammasso NGC2136. I pallini vuoti e le corrispondenti barre di errore rappresentano il profilo di densità osservato. Le linee tratteggiate rappresentano il livello di background selezionato. I pallini neri e gli errori rappresentano il profilo dopo la sottrazione del fondo.

Come si nota dalle figure, la densità diventa costante a grandi distanza dal centro, dove il contributo delle stelle di campo diventa dominante rispetto a quelle dell’ammasso. Questo è il livello di background che deve essere sottratto dalla distribuzione osservata (cerchi vuoti) per ottenere il profilo di densità del sistema (cerchi pieni in figura 5.2).

5.2 Determinazione dei parametri strutturali

La morfologia degli ammassi globulari viene comunemente descritta utilizzando dei raggi scala caratteristici, ottenibili attraverso l’analisi del profilo di densità del sistema. A tal fine abbiamo usato i modelli di *King* sferici e isotropi [14]. Questo tipo di modelli è costruito in modo che la distribuzione di velocità delle stelle sia una maxwelliana, troncata a velocità prossime a quella di fuga del sistema. In particolare, la funzione di distribuzione

di King assume la seguente forma:

$$f(E) = \begin{cases} C \left(e^{-\frac{E}{\sigma^2}} - 1 \right) & \text{se } E < 0 \\ 0 & \text{se } E \geq 0 \end{cases} \quad (5.1)$$

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

$$E = \frac{v^2}{2} + \Psi(r) \quad (5.2)$$

con $\Psi(r)$ è il potenziale medio.

Il profilo di densità di questi modelli è univocamente determinato da un solo parametro: il potenziale adimensionale W_0 o, in maniera del tutto equivalente, il parametro di concentrazione c .

I modelli di King descrivono la distribuzione delle stelle degli ammassi attraverso i seguenti parametri fondamentali:

- Raggio di core r_c : viene definito come la distanza dal centro dell'ammasso alla quale la brillantezza è pari a metà del suo valore centrale.
- Raggio di metà massa r_{hm} : definito come la distanza dal centro dell'ammasso entro cui è contenuto il 50% della massa totale del sistema.
- Raggio mareale r_t : è il limite fisico del sistema, corrisponde alla distanza dal centro oltre la quale le stelle risentono maggiormente del potenziale gravitazionale della galassia rispetto a quello dell'ammasso stesso, e quindi possono slegarsi da esso.¹
- Concentrazione $c = \log\left(\frac{r_t}{r_c}\right)$: fornisce un'indicazione di quanto il sistema è esteso rispetto al suo raggio di core.

Come mostrato in figura 5.3, il profilo radiale di densità di questi modelli ha una forma approssimativamente piatta nelle regioni centrali e mostra una decrescita più o meno marcata nelle regioni esterne.

Dato il profilo di densità osservato (e opportunamente corretto per il contributo del campo), abbiamo cercato il profilo di King che meglio lo approssima esplorando una griglia di modelli con valori di W_0 che variano da 4 a 12, disponibile al seguente link [79]. Oltre che dalla forma del modello, il fit dipende anche dalla normalizzazione alla densità centrale (ρ_0) e dalla scala radiale, ovvero il cosiddetto raggio di King r_k espresso in arcosecondi.

¹Il potenziale $\Psi(r)$ è definito in modo tale che $\Psi(r_t) = 0$.

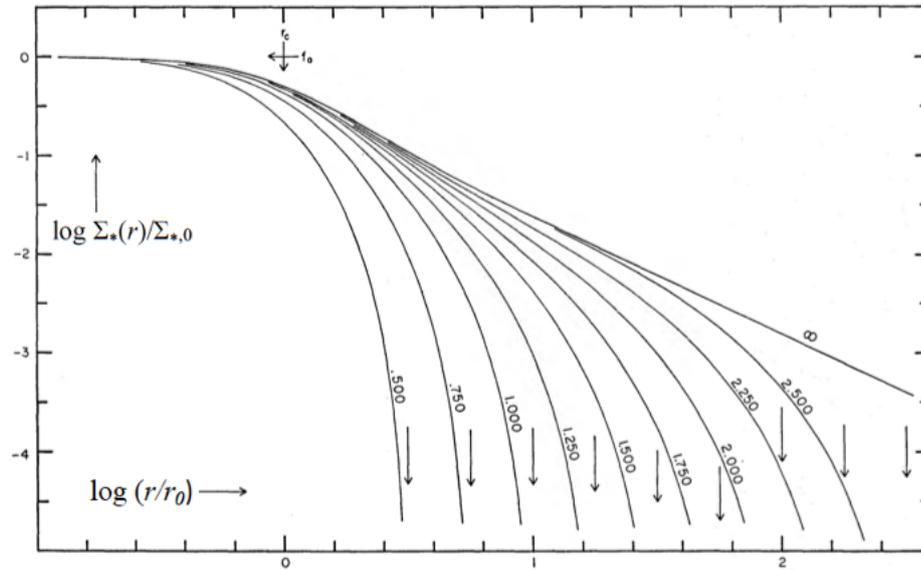


Figura 5.3: Profili di densità di King. In ascissa il logaritmo della distanza dal centro in unità di r_c , in ordinata il logaritmo della brillantezza superficiale normalizzata al suo valore centrale. Le frecce indicano la posizione di r_t per ognuno dei modelli rappresentati. I valori del parametro di concentrazione relativo a ciascun modello è indicato lungo ciascuna curva [14].

I tre parametri di best-fit (W_0 , r_k e ρ_0) sono determinati come quelli che rendono minimo il valore del χ^2 così definito:

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \left[\frac{N_i^{obs} - N_i^{King}(W_0, r_k, \rho_0)}{\delta N_i^{obs}} \right]^2 \quad (5.3)$$

dove N_i^{obs} sono i valori osservati della densità proiettata espressa in logaritmo, $\log \Sigma(r)$, mostrati nelle figure 5.4, δN_i^{obs} sono le loro incertezze e N_i^{King} sono i corrispondenti valori ottenuti dal modello di King.

I parametri di best-fit ottenuti in questo modo per i cinque ammassi sono riportati in tabella 5.1 e i modelli di best-fit, sovrapposti ai profili di densità osservati, sono mostrati in figura 5.4.

I modelli sembrano riprodurre bene i profili di densità osservati su tutta l'estensione degli ammassi, anche se nel caso di KMHK1489 e BSD3152 il contributo del campo è talmente importante che il modello è vincolato da appena due punti.

Ammasso	W_0	c	r_c ["]	r_{hm} ["]	r_t ["]	norm
NGC2136	4.00	0.84	19.40	37.06	163.06	-0.35
NGC2137	4.10	0.86	10.40	20.15	90.29	-0.45
KMHK1489	4.00	0.84	9.00	17.19	75.65	-0.94
KMHK1478	4.00	0.84	10	19.10	84.05	-0.75
BSDL3152	4.00	0.84	10.50	20.06	88.25	-1.15

Tabella 5.1: Stime dei parametri di best-fit dei modelli di King che meglio approssimano i profili di densità dei 5 ammassi. In ordine da sinistra verso destra: potenziale (W_0), concentrazione (c), raggio di core (r_c), raggio di metà massa (r_{hm}), raggio mareale (r_t), normalizzazione.

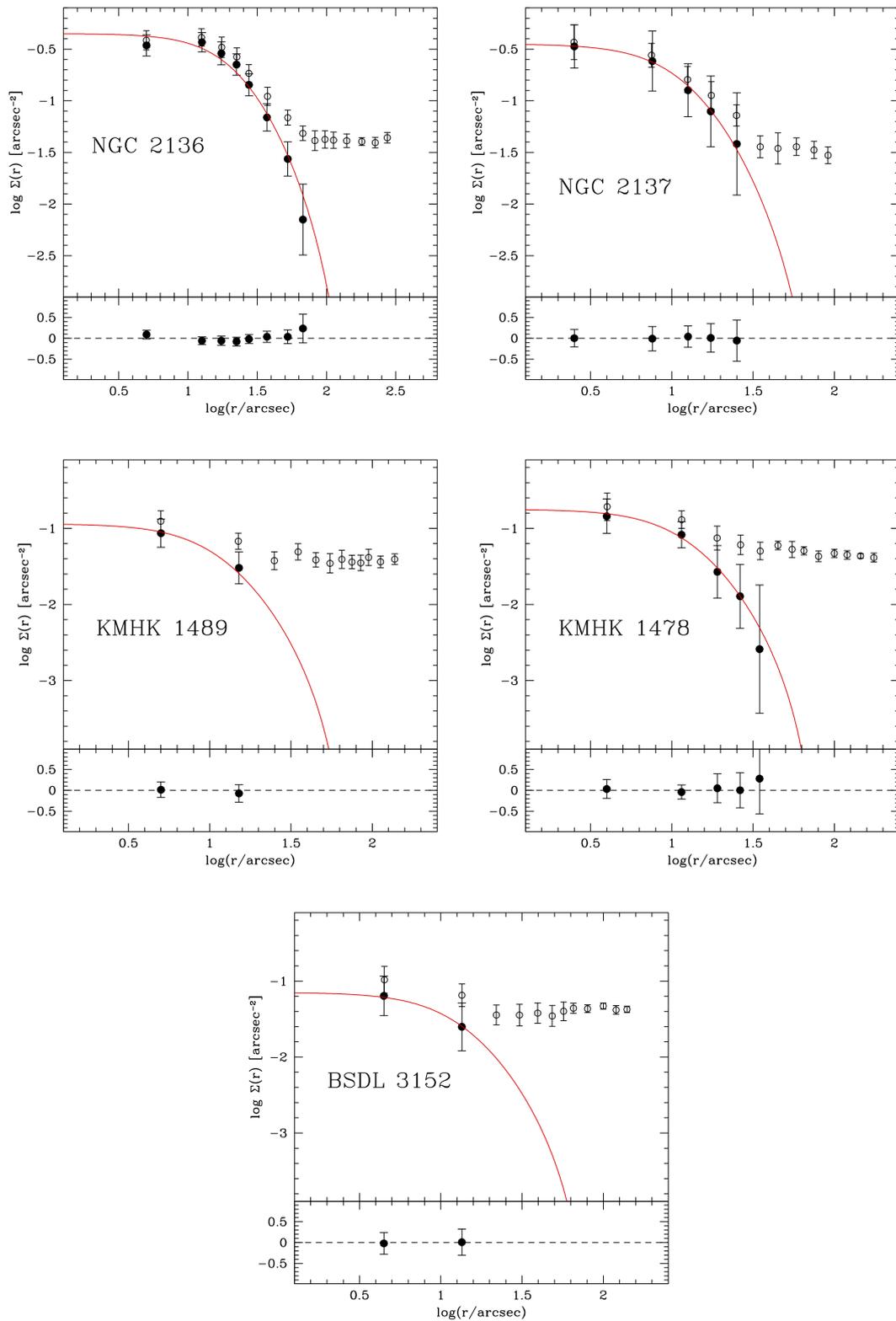


Figura 5.4: Modelli di King di best-fit (linee rosse) ottenuti per i cinque ammassi. Il pannello inferiore di ogni figura mostra i residui tra i dati osservati (cerchi neri) e il modello (linea rossa).

5.3 Determinazione della massa

Per la stima della massa dei cinque sistemi in esame abbiamo utilizzato le informazioni strutturali provenienti dall'analisi fotometrica.

Contando il numero di stelle contenute entro un raggio di metà massa (r_{hm}) e, sfruttando l'isocrona di best-fit di ciascun sistema (sezione 4.2.2), abbiamo associato ad ogni stella il valore di massa corrispondente alla propria luminosità. Una prima stima della massa totale dell'ammasso corrisponde quindi al doppio del valore così determinato:

$$M_{tot} = 2 \cdot M_{r_{hm}} \quad (5.4)$$

Per stimare il contributo alla massa dovuto alle stelle di campo, abbiamo applicato la stessa procedura in aree circolari di raggio r_{hm} all'interno delle regioni precedentemente utilizzate per decontaminare i CMD (sezione 4.2.1).

I valori così ottenuti sono poi stati sottratti alla stima fatta in precedenza per la massa degli ammassi.

I risultati, prima e dopo la sottrazione del campo, sono riportati in tabella 5.2.

Ammasso	r_{hm} ["]	$M_{r_{hm}}$ [M_{\odot}]	M_{Campo} [M_{\odot}]	Campo [%]	M_{tot} [M_{\odot}]
NGC2136	37.06	3104	859	27.68	4489
NGC2137	20.15	723	271	37.51	903
KMHK1489	17.19	297	152	51.18	290
KMHK1478	19.10	475	177	37.31	596
BSDL3152	20.06	278	139	50.08	278

Tabella 5.2: Stima della massa stellare dei cinque ammassi ottenuta dalla funzione di luminosità osservata. Da sinistra a destra: raggio di metà massa (r_{hm}), massa stellare entro r_{hm} ($M_{r_{hm}}$), massa stellare entro una regione circolare di raggio r_{hm} nelle regioni rappresentative del campo della LMC (M_{Campo}), percentuale in massa dovuta alle stelle di campo (Campo [%]), massa totale di ciascun ammasso dopo la sottrazione del contributo del campo (M_{tot}).

5.3.1 Correzione per incompletezza

Le stime di massa ottenute in questo modo soffrono di significativi problemi di incompletezza dei cataloghi, legati al fatto che alcune stelle brillanti sono state perse per saturazione fotometrica, mentre le più deboli non sono misurabili perché sono al di sotto del limite

fotometrico o situate nelle ali delle più luminose. Per quantificare e tener conto di questo problema abbiamo usato il seguente approccio. Per ogni ammasso abbiamo considerato una funzione di massa teorica, appropriata per l'età e la metallicità del sistema, ottenuta come evoluzione della Funzione Iniziale di Massa (IMF-*Initial Mass Function*)² teorica di Salpeter [80], definita come una legge di potenza:

$$\Psi(M) = k \cdot M^{-2.35} \quad (5.5)$$

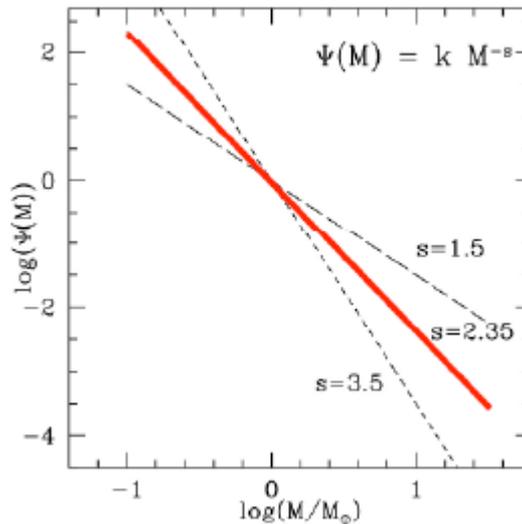


Figura 5.5: IMF di Salpeter.

Queste funzioni di massa teoriche, una volta tradotte in termini di magnitudini (quindi di funzioni di luminosità, LF) sono scaricabili dal sito di BaSTI [74], dove è anche possibile selezionare una magnitudine di riferimento (J , nel nostro caso) e il binning (abbiamo scelto 0.15 per NGC2136 e NGC2137 e 0.2 per i restanti ammassi).

Dal confronto tra la LF teorica e quella osservata entro r_{hm} , abbiamo determinato la normalizzazione da attribuire alla prima in modo tale da riprodurre i dati in un intervallo di magnitudini in cui l'incompletezza è trascurabile ($J < 19$) e il campione è sufficientemente ricco da non essere significativamente soggetto a problemi di fluttuazione statistica ($J > 17$). Il caso di NGC 2136 è mostrato in figura 5.6 e rivela che l'incompletezza fotometrica a basse luminosità è tutt'altro che trascurabile.

²Prende il nome di funzione iniziale di massa la distribuzione statistica delle masse delle stelle che si sono appena formate in una data regione. Il primo scienziato che dedusse questa distribuzione fu Salpeter nel 1955 studiando una particolare regione della nostra galassia dove era avvenuta da poco della formazione stellare.

Con questa normalizzazione, la massa dell'ammasso entro r_{hm} è data dall'integrale della funzione di massa teorica.

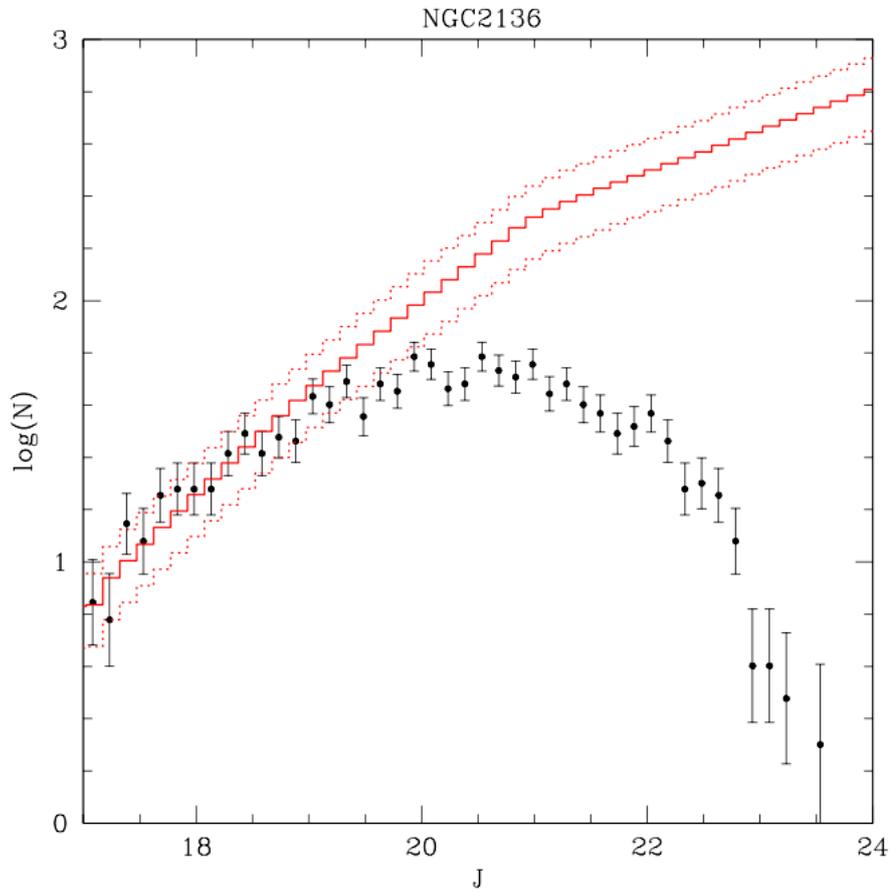


Figura 5.6: Funzione di luminosità dell'ammasso NGC2136. I punti neri rappresentano la funzione osservata. Le barre di errore associate ai dati osservativi sono date dall'errore poissoniano. La linea rossa continua è la LF teorica calcolata per una metallicità $[Fe/H] = -0.29$ e un'età di 60 Myr. Le linee rosse tratteggiate corrispondono alla LF teorica normalizzata ai valori superiore e inferiore delle barre d'errore dei dati, e sono state utilizzate per ottenere l'incertezza sulla stima finale della massa.

Le masse così ottenute sono riportate in tabella 5.3, dove vengono elencati anche i valori finali di massa totale (colonna 5) ottenuti dopo la sottrazione del contributo del campo secondo le percentuali determinate precedentemente.

Ammasso	r_{hm} ["]	$M_{r_{hm}}$ [M_{\odot}]	Campo [%]	M_{tot} [M_{\odot}]
NGC2136	37.06	15190	27.68	21971^{+6992}_{-6771}
NGC2137	20.15	2407	37.51	3009^{+958}_{-1021}
KMHK1489	17.19	648	51.18	632^{+241}_{-215}
KMHK1478	19.10	915	37.31	1147^{+473}_{-406}
BSDL3152	20.06	629	50.08	628^{+239}_{-213}

Tabella 5.3: Stima della massa stellare dei cinque ammassi corretta per incompletezza, ovvero ottenuta dalla funzione di luminosità teorica. Da sinistra a destra: raggio di metà massa (r_{hm}), massa stellare entro r_{hm} ($M_{r_{hm}}$), percentuale in massa dovuta alle stelle di campo (Campo [%]), massa totale di ciascun ammasso dopo la sottrazione del contributo del campo (M_{tot}).

Da queste stime, a conferma di quanto si nota anche visivamente dalle mappe del FoV, abbiamo trovato che NGC2136, oltre a essere il più esteso è anche il più massiccio. I valori che abbiamo ottenuto per NGC 2136 e NGC 2137 sono in buon accordo con le stime effettuate da Mackey e Gilmore 2003 [19] attraverso le magnitudini integrate:

$$M_{NGC2136} = 26300 - 28200M_{\odot} \quad M_{NGC2137} \simeq 4500M_{\odot}$$

Capitolo 6

Caratterizzazione del sistema NGC2136-NGC2137

Dall'analisi descritta nei capitoli precedenti emerge che NGC2136 e NGC2137 si sono formati dalla stessa nube molecolare, infatti hanno la stessa età. In una fase successiva essi potrebbero aver catturato marealmente l'ammasso KMHK1489. In questo capitolo cerchiamo di vincolare la possibile evoluzione successiva e il destino finale di questo sistema. Per fare ciò analizzeremo eventuali evidenze di interazione gravitazionale tra gli ammassi e confronteremo questi risultati con simulazioni N-body disponibili in letteratura.

6.1 Stima del filling-factor

Come primo passaggio è necessario capire se gli ammassi analizzati siano nelle condizioni fisiche necessarie per mostrare chiare evidenze di interazione. Per fare ciò stimiamo il fattore di riempimento (*filling-factor*) del Lobo di Roche, seguendo quanto fatto da D'Allesandro et al. [72]. La loro posizione rispetto al potenziale galattico, che in questo caso si riferisce a LMC, ci permette di determinare se hanno o meno riempito il loro lobo di Roche. Si definiscono Lobi di Roche di un sistema binario le regioni di influenza gravitazionale dei due corpi del sistema. Sono definiti come la superficie equipotenziale a forma di "8" che delimita il sistema, in cui la risultante del potenziale gravitazionale dell'ammasso e quella del potenziale galattico di LMC è nulla. Esistono alcuni punti in questo sistema di riferimento, detti punti Lagrangiani, in cui la risultante delle forze è nulla. Di particolare importanza in relazione al trasferimento di massa tra le due componenti è il punto lagrangiano interno L_1 .

Il fattore di riempimento è definito come il rapporto $\frac{r_t}{r_J}$, dove r_t è il raggio di troncamento

e r_J è il *raggio di Jacobi* (o raggio di Roche), definito come

$$r_J = \left(\frac{GM}{\xi\Omega^2} \right)^{\frac{1}{3}} \quad (6.1)$$

dove M è la massa dell'ammasso (tabella 5.3), G è la costante gravitazionale, Ω è la frequenza orbitale dell'ammasso in LMC e $\xi = 4 - \frac{k^2}{\Omega^2}$, con k frequenza epicyclica [81]. Ogni ammasso, in qualsiasi galassia esso si trovi, è caratterizzato da un certo r_J , che dipende dalla massa del sistema e, dato il potenziale della galassia, dalla distanza galattocentrica. Esso definisce il limite entro cui l'energia gravitazionale dell'ammasso vince contro il potenziale galattico. Se il sistema è più esteso del suo raggio di Jacobi, cioè se ha superato la superficie di equipotenziale, ha più probabilità di perdere stelle perché non sono più strettamente legate gravitazionalmente all'ammasso; queste stelle verranno catturate dal potenziale gravitazionale del compagno binario.

Per semplicità supponiamo che il potenziale di LMC sia descritto dal modello sferico di Plummer, con una lunghezza scala $b = 2.6$ kpc. Come discusso da Bekki et al. [12], tale presupposto ci permette di definire ξ come una semplice funzione del parametro R_0 , ovvero il raggio di turn over della curva di rotazione di LMC diviso per la distanza di LMC ($R_0 = 0.052$).

$$\xi(R_0) = \frac{3R_0^2}{b^2 + R_0^2} \quad (6.2)$$

Per calcolare il valore di Ω abbiamo utilizzato le misure del centro di LMC e la curva di rotazione (figura 6.1) ottenuta da van der Marel e Sahlmann [82] dall'analisi dei moti propri ottenuti da osservazioni con HST (*Hubble Space Telescope*) e *Gaia*. Essi descrivono la velocità di rotazione delle stelle in funzione della distanza dal centro di LMC, posto a $\alpha_0 = 79.37$ e $\delta_0 = -69.58$.

La velocità circolare aumenta con la distanza fino a valori dell'ordine di 80 km/s, per poi restare costante nelle regioni più esterne.

Le distanze (D_0) degli ammassi da noi studiati rispetto al centro di LMC sono riportate nella tabella 6.1. Essi si trovano evidentemente nella parte piatta della curva di rotazione di LMC.

I valori ottenuti per r_J , Ω e il filling-factor $\frac{r_t}{r_J}$ sono riportati nella tabella 6.1. Sistemi con $\frac{r_t}{r_J} > 1$ hanno riempito il loro Lobo di Roche e le stelle nelle zone più esterne sono legate gravitazionalmente all'ammasso solo debolmente (o non lo sono affatto), pertanto esse possono essere facilmente catturate marealmente.

In base ai valori ottenuti tutti gli ammassi hanno $\frac{r_t}{r_J} > 1$, ad eccezione di NGC2136. Di conseguenza le interazioni mareali tra questi ammassi possono lasciare tracce evidenti sotto forma di "stream" o "bridge". È importante notare che il fattore di riempimento è ottenuto tenendo conto solo del potenziale di LMC e trascurando la mutua attrazione tra

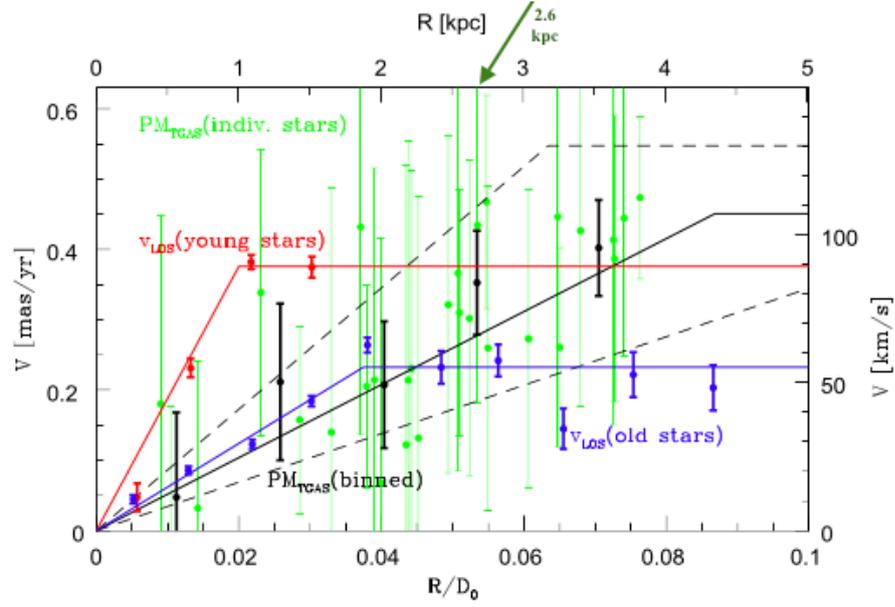


Figura 6.1: Curva di rotazione di LMC determinata dai moti propri delle stelle (punti verdi e neri) [82]. La freccia verde sopra al grafico indica la distanza a cui si trovano i nostri ammassi.

gli ammassi.

Un approccio alternativo [72] a questo tipo di analisi consiste nella stima del parametro adimensionale ϵ , introdotto da Bertin e Varri [81], definito come il rapporto tra il quadrato della frequenza orbitale dell'ammasso e il quadrato della frequenza dinamica associata alla sua densità di massa centrale ρ_0 (definita dal modello di King di best-fit, sezione 5.2)

$$\epsilon = \frac{\Omega^2}{4\pi G \rho_0} \quad (6.3)$$

Il parametro ϵ misura la forza mareale agente su un sistema stellare.

Ammasso	D_0 [kpc]	r_t ["]	r_J ["]	Ω	$\frac{r_t}{r_J}$
NGC2136	2.71	163.06	250.86	0.029	0.65
NGC2137	2.73	90.29	71.09	0.029	1.27
KMHK1489	2.71	75.65	69.40	0.029	1.09
KMHK1478	2.64	84.05	50.03	0.030	1.68
BSD3152	2.66	88.25	54.48	0.030	1.62

Tabella 6.1: Stime dei parametri necessari alla determinazione del fattore di riempimento del lobo di Roche di ciascuno dei cinque ammassi. In ordine: nome degli ammassi, distanza dal centro galattico, raggio mareale (o di troncamento), raggio di Jacobi, frequenza orbitale, filling-factor (rapporto tra il raggio mareale e il raggio di Jacobi).

La figura 6.2 mostra l'andamento del parametro mareale ϵ in funzione del potenziale adimensionale W_0 . I modelli sono rappresentati dalle linee continue/tratteggiate (a seconda del valore di ξ), che rappresentano il limite del potenziale al di sotto del quale il sistema è underfilling, cioè il sistema non ha ancora raggiunto il proprio lobo di Roche, e al di sopra del quale l'ammasso ha riempito il lobo di Roche (overfilling). Per i sistemi analizzati, ϵ è compreso tra 1 e 1.5.

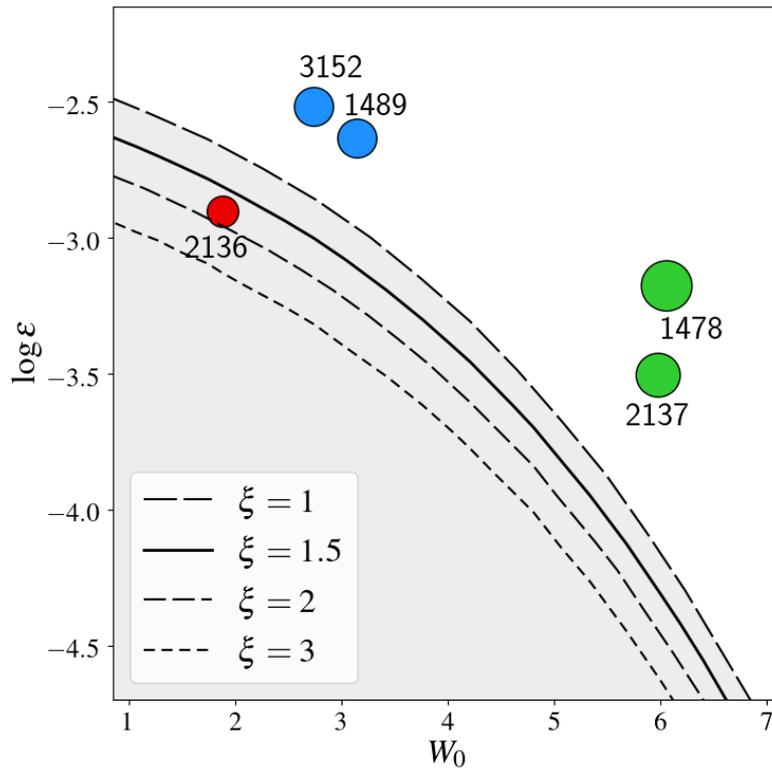


Figura 6.2: Andamento del parametro di forza di marea ϵ in funzione del potenziale W_0 , e quindi della concentrazione c . Le curve si riferiscono a diversi valori di ξ , dal basso verso l'alto: 3, 2, 1.5, 1.

I nostri ammassi sono rappresentati in figura con dei cerchi di dimensione variabile, il cui diametro rappresenta il loro fattore di riempimento $\frac{r_t}{r_J}$. Gli ammassi al di fuori delle curve grigie hanno $\frac{r_t}{r_J} > 1$, mentre, come discusso precedentemente solo NGC2136 è underfilling.

6.2 Caratterizzazione delle sovradensità intra-cluster

Considerato che i sistemi stellari analizzati sono over-filling, se orbitano l'uno intorno all'altro ci aspettiamo di vedere delle sovradensità dovute alla mutua interazione gravitazionale. Per indagare sulla presenza di questo "ponte di stelle" nella regione tra i due

ammassi, inizialmente abbiamo studiato la mappa di densità 2D. In figura 6.3 (pannello superiore) viene riportata la mappa di densità 2D dell'intero campo di vista di HAWK-I, utilizzando solo le stelle con magnitudine $J \leq 20$ per limitare la contaminazione del background. Uno zoom nella regione comprendente la coppia di ammassi NGC2136-NGC2137 è mostrato nel pannello inferiore.

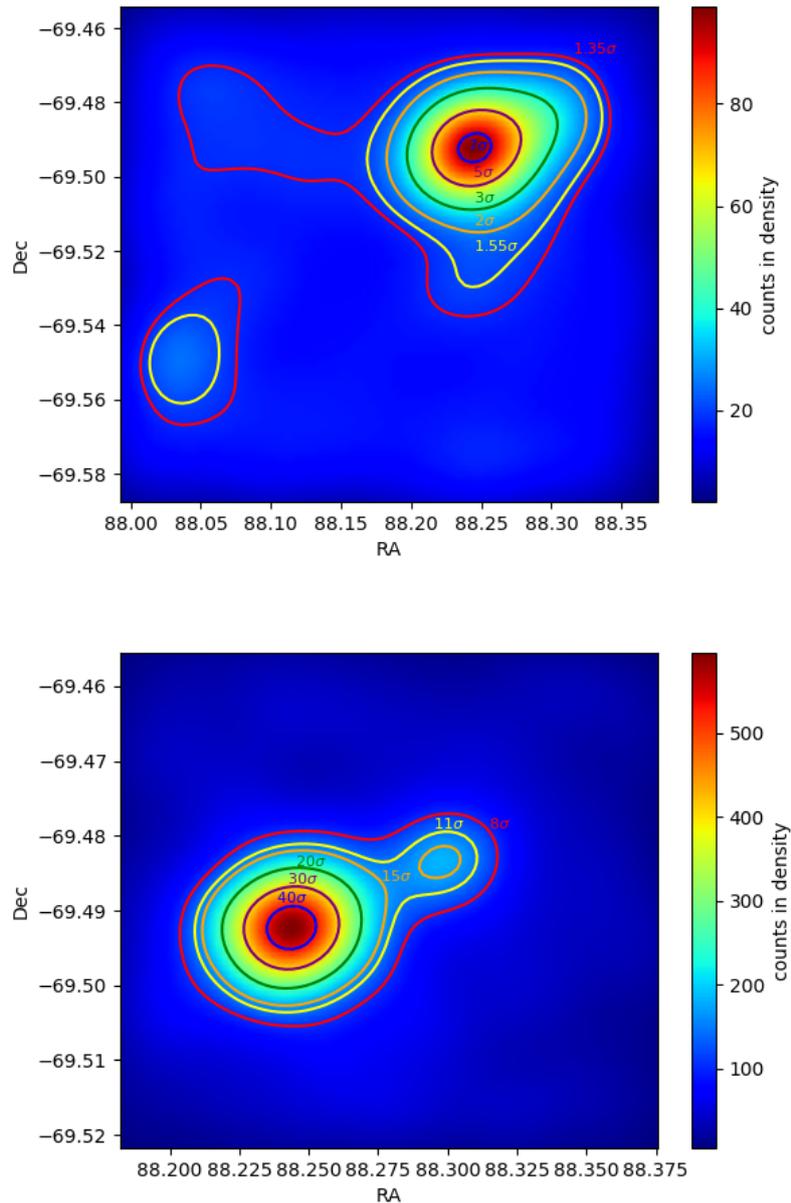


Figura 6.3: Mappa di densità di tutto il campo di vista di HAWK-I dell'osservazione (in alto) e zoom sulla coppia di ammassi NGC2136-NGC2137 (in basso).

Le mappe sono state ottenute dividendo il campo di vista in 80×80 celle, di dimensione $0.28' \times 0.1'$, e calcolando il numero di oggetti in ogni cella. Infine è stato applicato un kernel gaussiano all'istogramma 2D della densità numerica di stelle in modo tale da evidenziare le features presenti. Le isodense rappresentate nella figura 6.3 sinistra sono riferite a 1.35, 1.55, 2, 3, 5 e 7 σ rispetto al background. Nella seconda mappa, riferita al chip 3, si nota, come atteso, che la regione centrale di NGC2136 è estremamente densa, infatti il livello corrispondente è 40σ . Il livello background è stato ottenuto calcolando la media dei conteggi nelle celle, diviso l'area della cella stessa, in una regione lontana dai nostri ammassi, ottenendo un valore pari a ~ 13.34 "counts in density".

È evidente la presenza di una sovradensità tra le varie componenti. In particolare si osserva un importante ponte tra i due ammassi più vicini e massicci NGC2136 e NGC2137, suggerendo che i due stiano scambiando stelle attraverso punto Lagrangiano interno.

Per verificare la significatività di questo risultato e comprendere quanto esso possa invece essere dovuto a effetti di proiezione, abbiamo analizzato nel dettaglio la distribuzione di densità delle stelle disposte tra i due ammassi, seguendo l'approccio descritto in Dalesandro et al. [72].

Abbiamo selezionato una regione rettangolare di base $76.6''$ lungo la congiungente i centri di NGC2136 e NGC2137 e di altezza $50''$ (come riportato in figura 6.4). Abbiamo suddiviso questa regione in bin radiali di uguale spessore, all'interno dei quali è stata calcolata la densità numerica di stelle con $J \leq 20$. Per verificare che non vi sia alcuna dipendenza dal binning (arbitrario), abbiamo ripetuto la procedura modificando la larghezza e quindi anche il numero di bin. I due pannelli in figura 6.6 mostrano i profili di densità ottenuti per due differenti scelte del binning (cerchi neri e barre d'errore). L'andamento è essenzialmente lo stesso nei due casi.

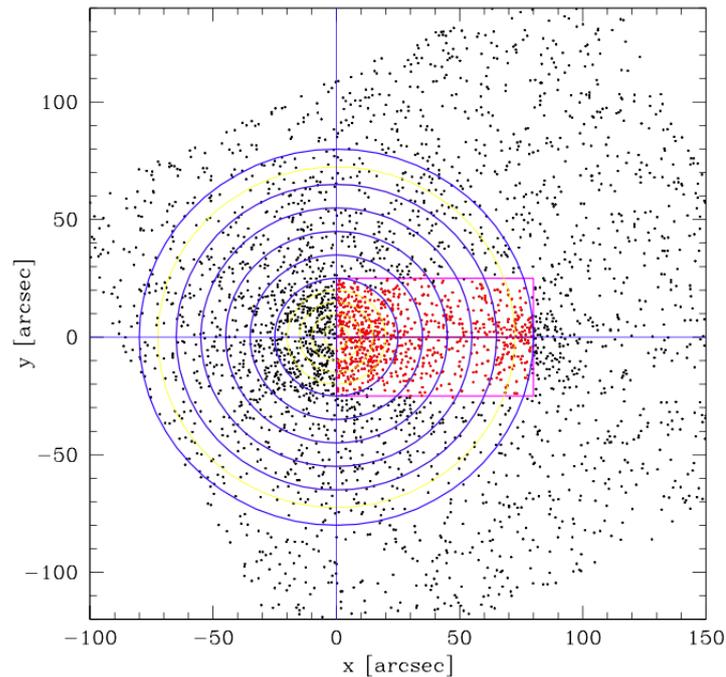


Figura 6.4: Selezione dell'area rettangolare ed esempio dei settori circolari entro cui viene calcolato il profilo di densità tra i due ammassi NGC2136-NGC2137.

Per comprendere se questa distribuzione sia dovuta ad uno scambio di stelle da un sistema all'altro o sia invece compatibile con un puro effetto di sovrapposizione dei due ammassi lungo la linea di vista, abbiamo confrontato i profili osservati di NGC2136 e NGC2137 con dei profili simulati, ottenuti generando 1000 distribuzioni di stelle a partire dai modelli di best-fit di King presentati nel capitolo 5.

Abbiamo disposto i due ammassi nelle loro posizioni relative e abbiamo aggiunto un background uniforme, come ottenuto dai profili di densità osservati. Per ogni ammasso abbiamo usato la densità centrale, ottenuta dalla procedura di fit descritta nella sezione 5.2, per riscaldare i modelli alla densità osservata. Questo ci permette di simulare un numero di stelle consistente con quanto osservato. In figura 6.5 è mostrato come esempio un confronto tra la mappa osservata e quella ottenuta da una simulazione.

In figura 6.6 la linea nera continua rappresenta il profilo di densità mediano di tutte le nostre realizzazioni, le aree rosse progressivamente più chiare rappresentano i valori rispettivamente a 1σ , 2σ e 3σ dalla mediana. La linea tratteggiata rappresenta il livello di background.

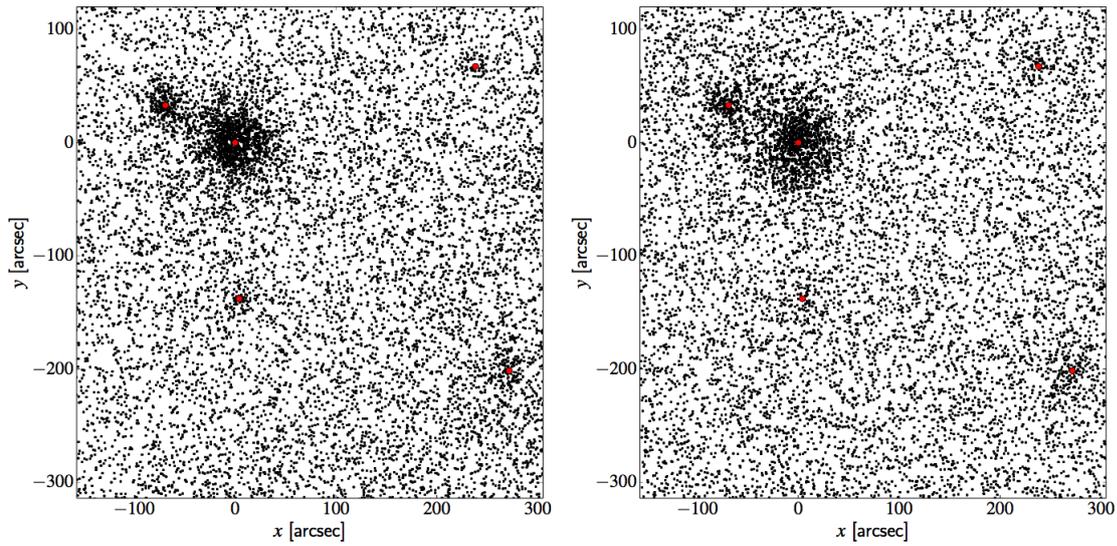


Figura 6.5: Mappa del FoV osservato (sinistra) e mappa ottenuta da una simulazione (destra).

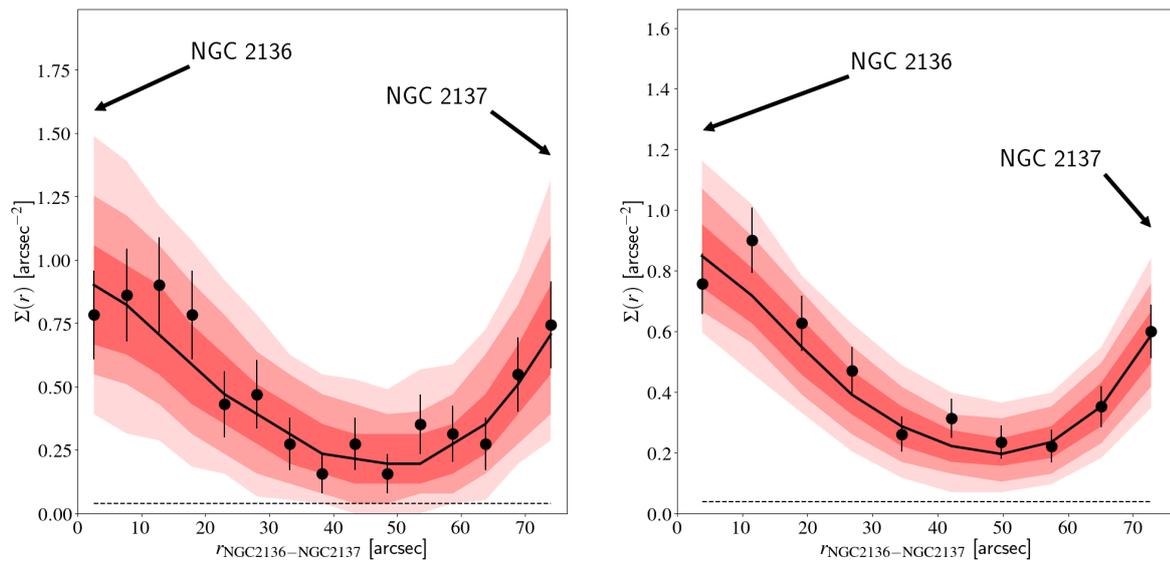


Figura 6.6: Profili di densità tra i due ammassi NGC2136-NGC2137. I punti neri e le corrispondenti barre di errore rappresentano i dati osservati, per differenti bin radiali. La linea nera continua indica la mediana delle 1000 distribuzioni di densità simulata. Le aree rosse progressivamente più chiare rappresentano 1, 2 e 3 σ dalla mediana.

Dal confronto tra simulazioni e profili di densità osservati non emerge alcuna evidenza significativa di sovradensità rispetto a quanto atteso dai soli effetti di proiezione.

L'assenza di significativa sovradensità tra i due ammassi potrebbe essere dovuta ad un bias osservativo, legato al fatto che con i nostri dati abbiamo campionato solo le stelle giganti. Siamo, quindi, limitati all'osservazione delle stelle più massicce. A causa di questo

limite non possiamo escludere che ci siano già forti interazioni mareali tra i due sistemi, le quali sarebbero però tracciate dalle stelle di masse più piccole. Esse, infatti, per effetto della segregazione di massa, sono la popolazione più numerosa nelle regioni più esterne degli ammassi.

Data la binarietà confermata di NGC2136-NGC2137 [52] e il fatto che NGC2137 è overfilling, è interessante comprendere quali sono le implicazioni di ciò riguardo lo stato evolutivo e il possibile destino dei due sistemi. A questo scopo abbiamo confrontato i risultati osservativi con quanto ottenuto dalle simulazioni N-body di Portegies Zwart e Rusli [34]. Considerato che osserviamo una piccola sovradensità tra i due ammassi più vicini (NGC2136-NGC2137), ancora meno ci aspettiamo di osservare una sovradensità nella regione tra NGC2136 e gli altri ammassi. Pertanto non abbiamo esteso tale analisi anche ai restanti tre ammassi.

6.3 Confronto con le simulazioni N-body

Portegies Zwart e Rusli [34] hanno studiato l'evoluzione di coppia di sistemi legati attraverso simulazioni N-body che includono anche gli effetti di evoluzione stellare. Le condizioni iniziali sono state selezionate per riprodurre proprio le proprietà di NGC2136 e NGC2137. Nella tabella 6.2 riportiamo i valori utilizzati da Portegies Zwart per tali simulazioni.

Supponendo che i due ammassi siano nati con una data separazione orbitale iniziale, gli autori mostrano che la perdita di massa causata dai venti stellari e dalle esplosioni di supernove nei primi 30 Myr provoca un aumento della separazione tra le componenti e le orbite del sistema diventano più eccentriche. Dopo questa fase vengono identificati due principali regimi di evoluzione del sistema binario. Se la separazione orbitale iniziale è piccola (< 12 pc), l'ammasso inizialmente meno massiccio si espande più rapidamente rispetto all'aumento della separazione orbitale, raggiungendo il proprio lobo di Roche e iniziando il trasferimento di massa verso l'ammasso più massiccio. Questo fa sì che il sistema tenda a mergere in un unico ammasso in un tempo scala di circa 60 Myr a causa della perdita di momento angolare dovuta alle stelle che vengono scambiate (pannelli in alto in figura 6.5). Una separazione iniziale maggiore (≥ 17 pc) può, invece, portare alla separazione delle due componenti (pannelli in basso in figura 6.5).

Età [78]	$100 \pm 20 \text{ Myr}$
Distanza proiettata [83]	$20 \text{ pc} - 1.34'$
M (NGC2136) [19]	$26300 - 28200 M_{\odot}$
M (NGC2137) [19]	$4500 M_{\odot}$
$q = \frac{m_{2137}}{M_{2136}}$	$\simeq 0.167$
Metallicità [84]	-0.67
Periodo orbitale	46 Myr
IMF	Salpeter [80]
r_t (NGC2136)	15 pc
r_t (NGC2137)	5 pc
r_c (NGC2136) [19]	2 pc
Best-fit profilo di densità	King $W_0 = 7$

Tabella 6.2: Valori di riferimento utilizzati Portegies Zwart e Rusli per le simulazioni N-body per l'evoluzione del sistema binario NGC2136-NGC2137. [34]

Confrontando i valori adottati nella simulazione (tabella 6.2) con quelli determinati osservativamente (sezioni 4.2.2, 5.2 e 5.3.1) è chiaro che vi sono delle differenze sostanziali, soprattutto nei raggi scala e nel valore di W_0 . Tuttavia le età, la distanza proiettata e i rapporti di massa sono simili e consentono di effettuare un confronto qualitativo per avere un'idea di massima su quello che potrà essere il destino finale di questo sistema binario. Supponendo che le orbite siano circolari, Portegies Zwart e Rusli hanno calcolato i raggi mareali e i raggi dei lobi di Roche dei due ammassi. Le simulazioni mostrate in figura 6.7 si riferiscono a due modelli distinti: A10 e A20, il cui nome è indicativo della separazione iniziale tra le due componenti. I parametri sono riportati in tabella 6.3.

Modello	R_i [pc]	m_- [M_{\odot}]	m_+ [M_{\odot}]	N_i	n_i	R_{vir} [pc]	r_{vir} [pc]	t_f [Myr]	N_f	n_f	R_f [pc]
A10	10	1	100	9000	1500	1.09	0.35	54	10499		/
A20	20	1	100	9000	1500	2.14	0.71	82	8948	1552	54.6

Tabella 6.3: Condizioni iniziali delle simulazioni per i due modelli: A10 e A20. In ordine da sinistra a destra abbiamo, dopo il nome del modello, i parametri iniziali della simulazione: separazione orbitale iniziale (R_i), massa minima della IMF di Salpeter (m_-), massa massima della IMF di Salpeter (m_+), numero di stelle simulate per NGC2136 (N_i) e per NGC2137 (n_i), raggio viriale del primario (R_{vir}) e del secondario (r_{vir}). Seguono i parametri finali: tempo in cui viene interrotta la simulazione (t_f), numero di stelle che hanno gli ammassi alla fine della simulazione (N_f, n_f) e la distanza finale tra i due ammassi (R_f). [34]

Le posizioni delle stelle per i due modelli vengono fatte evolvere per un tempo massimo di ~ 80 Myr. Prima di questo tempo, secondo il modello A10, la coppia di ammassi è diventata un singolo sistema in seguito al merging delle due componenti; invece per il modello A20 i due sistemi si sono allontanati, raggiungendo una distanza di circa 50 pc.

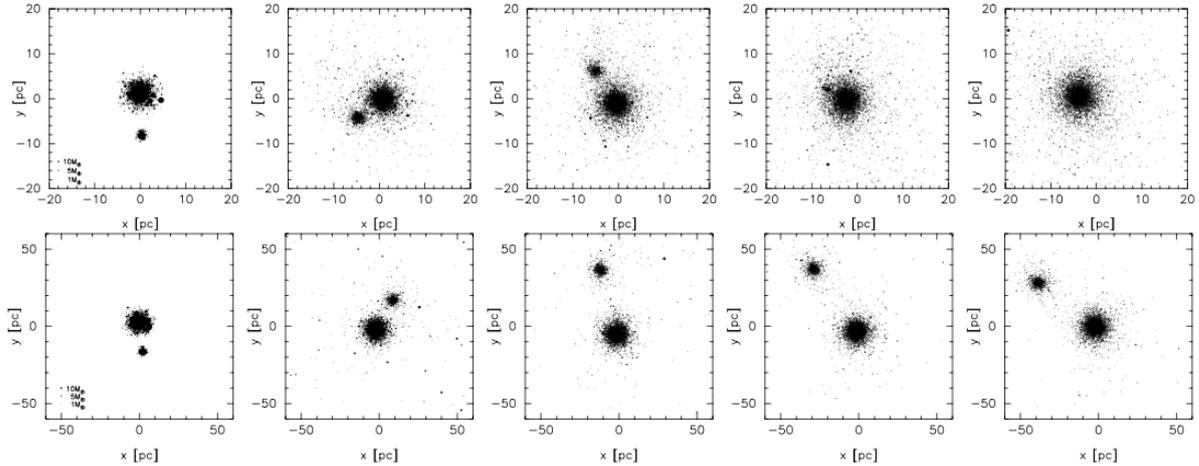


Figura 6.7: Rappresentazione nel piano x-y, in riferimento al centro di NGC2136, dell'evoluzione del sistema secondo i due modelli: A10 (grafici nella riga superiore) e A20 (riga inferiore). Le simulazioni per il modello A10 partono dalla nascita del sistema (immagine sinistra) e si estendono per età successive (15, 30, 45 e 60 Myr). Le simulazioni per il modello A20 partono dalla nascita del sistema (immagine sinistra) e si estendono per età successive (21, 42, 63 e 84 Myr).[34]

Il confronto qualitativo fra queste simulazioni e le caratteristiche osservate per la coppia NGC2136-NGC2137 porta alle seguenti considerazioni:

- Data l'età dei due ammassi (~ 60 Myr), i due sistemi dovrebbero aver orbitato l'uno attorno all'altro per non più di una volta (il periodo orbitale è infatti di 46 Myr; tabella 6.2).
- Al tempo attuale (60 Myr) la loro distanza è di circa 20 pc, cioè molto minore di quella (~ 50 pc) prevista dal modello A20 ad un'epoca confrontabile. Questo suggerisce che la distanza iniziale dei due sistemi fosse inferiore a 17 pc.
- Secondo il modello A10, i due ammassi dovrebbero già essersi fusi in un unico sistema se avessero avuto una distanza iniziale inferiore a 12 pc. L'assenza di chiare evidenze di interazione mareale suggerisce quindi che i due sistemi si siano formati con una distanza iniziale intermedia tra i due casi.
- Poiché la distanza attuale è molto inferiore rispetto a quella prevista dal modello A20, è verosimile che NGC2136 e NGC2137 si fondano in un unico sistema in un tempo scala di alcune decine di Myr.

Per quanto riguarda l'ammasso KMHK1489, che si trova a una distanza di circa 34 pc da NGC2136, possiamo dire che probabilmente questo sistema è stato catturato gravitazionalmente dalla coppia solo in un secondo momento, infatti ha un'età diversa rispetto ai due ammassi legati. Tuttavia, basandoci sulle simulazioni, in particolare sulla distanza orbitale, è altamente improbabile che questo sistema possa mergere con gli altri due.

Conclusioni

In questo lavoro di tesi abbiamo analizzato un set di dati fotometrici ad alta risoluzione angolare acquisiti con l'imager HAWK-I (strumento montato nel telescopio UT4 del VLT paranal-ESO) combinato con il nuovo sistema a ottiche adattive GRAAL, con l'obiettivo di caratterizzare in termini di età, proprietà strutturali e possibili interazioni mareali il sistema di ammassi binari NGC2136-NGC2137 nella Grande Nube di Magellano.

Trattandosi di immagini acquisite durante la fase di science verification, questo lavoro ci ha anche permesso di effettuare il primo studio delle performance dello strumento HAWK-I+GRAAL. Troviamo che il sistema di ottiche adattive GRAAL permette un miglioramento di circa il 50% in termini di FWHM e di distribuzione dell'encircled energy. Inoltre, le correzioni al fronte d'onda del sistema risultano omogenee nel campo di vista. Nel campo di vista di HAWK-I, in aggiunta alla coppia NGC2136-NGC2137, che ha una distanza reciproca di solo 19 pc, sono presenti altri tre ammassi (KMHK1489, KMHK1478 e BSD3152). Uno di questi (KMHK1489), in particolare, è interessante perché si trova a una distanza di circa 34 pc da NGC2136, rendendolo compatibile con un sistema potenzialmente legato a NGC2136-NGC2137.

In questo lavoro abbiamo derivato per la prima volta l'età di NGC2136 e NGC2137 e dei tre ammassi minori, attraverso il metodo dell'isochrone fitting. Abbiamo trovato che i due sistemi sono coevi, con un'età di circa 60 Myr, suggerendo quindi che si siano formati dalla frammentazione della stessa nube molecolare. Al contrario, KMHK1489 è decisamente più vecchio (~ 200 Myr). Pertanto esso potrebbe essere stato catturato marealmente in una fase successiva alla sua formazione, oppure non è gravitazionalmente legato ad essi. La struttura e la massa degli ammassi oggetto del nostro studio sono informazioni fondamentali per poter comprendere il loro stato dinamico, la loro futura evoluzione e il loro destino finale. Per derivare queste informazioni abbiamo ottenuto i profili di densità e li abbiamo fittati con dei modelli di King, dai quali abbiamo determinato i parametri strutturali. Le masse invece sono state ottenute a partire dalle funzioni di luminosità. Sulla base di questi valori, valutazioni energetiche suggeriscono che tutti gli ammassi, tranne NGC2136, abbiano dimensioni superiori al loro lobo di Roche e che pertanto possano perdere stelle in modo efficace a causa dell'interazione reciproca. Abbiamo pertanto

investigato la presenza di strutture mareali, come overdensities o ponti di stelle tra gli ammassi.

La mancanza di chiare interazioni mareali tra NGC2136 e NGC2137 suggerirebbe che questi sistemi abbiano interagito molto debolmente fino a questo momento.

Il confronto con le simulazioni N-body disponibili in letteratura indicherebbe infatti che NGC2136 e NGC2137 si siano formati con distanza iniziale molto simile a quella attuale (dell'ordine di ~ 20 pc). Essendo rimasti legati dopo le violente fasi iniziali dell'evoluzione stellare, principalmente dovute alle esplosioni di supernove, le simulazioni suggeriscono che i due ammassi possano fondersi in un unico sistema in un tempo scala dell'ordine di alcune decine di Myr. Possiamo invece escludere, considerata la distanza tra esso e la coppia di ammassi binari, che l'ammasso KMHK1489 sia destinato a combinarsi con il resto del sistema.

Bibliografia

- [1] D. Majaess, D. Turner e W. Gieren. “CONCERNING THE CLASSICAL CEPHEIDVICWESENHEIT FUNCTION'S STRONG METALLICITY DEPENDENCE”. In: *The Astrophysical Journal* 741.2 (2011), p. L36. DOI: [10.1088/2041-8205/741/2/L36](https://doi.org/10.1088/2041-8205/741/2/L36). URL: <https://doi.org/10.1088/2041-8205/741/2/L36>.
- [2] L. M. Macri et al. “A New Cepheid Distance to the Maser-Host Galaxy NGC 4258 and Its Implications for the Hubble Constant”. In: *The Astrophysical Journal* 652.2 (2006), pp. 1133–1149. DOI: [10.1086/508530](https://doi.org/10.1086/508530). URL: <https://doi.org/10.1086/508530>.
- [3] Ramin A. Skibba et al. “THE SPATIAL DISTRIBUTION OF DUST AND STELLAR EMISSION OF THE MAGELLANIC CLOUDS”. In: *The Astrophysical Journal* 761.1 (2012), p. 42. DOI: [10.1088/0004-637x/761/1/42](https://doi.org/10.1088/0004-637x/761/1/42). URL: <https://doi.org/10.1088/0004-637x/761/1/42>.
- [4] G. de Vaucouleurs et al. *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies. Volume I: Explanations and references. Volume II: Data for galaxies between 0^h and 12^h. Volume III: Data for galaxies between 12^h and 24^h*. 1991.
- [5] G. de Vaucouleurs e K.C. Freeman. “Structure and dynamics of barred spiral galaxies, in particular of the Magellanic type”. In: *Vistas in Astronomy* 14 (1972), pp. 163 –294. ISSN: 0083-6656. DOI: [https://doi.org/10.1016/0083-6656\(72\)90026-8](https://doi.org/10.1016/0083-6656(72)90026-8). URL: <http://www.sciencedirect.com/science/article/pii/0083665672900268>.
- [6] Mary E. Putman et al. “The Magellanic Stream, High-Velocity Clouds, and the Sculptor Group”. In: *The Astrophysical Journal* 586.1 (2003), pp. 170–194. DOI: [10.1086/344477](https://doi.org/10.1086/344477). URL: <https://doi.org/10.1086/344477>.
- [7] F. Hammer et al. “THE MAGELLANIC STREAM SYSTEM. I. RAM-PRESSURE TAILS AND THE RELICS OF THE COLLISION BETWEEN THE MAGELLANIC CLOUDS”. In: *The Astrophysical Journal* 813.2 (2015), p. 110. DOI: [10.1088/1538-4357/813/2/110](https://doi.org/10.1088/1538-4357/813/2/110).

- 0004-637x/813/2/110. URL: <https://doi.org/10.1088%2F0004-637x%2F813%2F2%2F110>.
- [8] Jon A. Holtzman et al. “Observations and Implications of the Star Formation History of the Large Magellanic Cloud”. In: *The Astronomical Journal* 118.5 (1999), pp. 2262–2279. DOI: [10.1086/301097](https://doi.org/10.1086/301097). URL: <https://doi.org/10.1086%2F301097>.
- [9] Tammy A. Smecker-Hane et al. “The Star Formation History of the Large Magellanic Cloud”. In: *The Astrophysical Journal* 566.1 (2002), pp. 239–244. DOI: [10.1086/337985](https://doi.org/10.1086/337985). URL: <https://doi.org/10.1086%2F337985>.
- [10] Jason Harris e Dennis Zaritsky. “THE STAR FORMATION HISTORY OF THE LARGE MAGELLANIC CLOUD”. In: *The Astronomical Journal* 138.5 (2009), pp. 1243–1260. DOI: [10.1088/0004-6256/138/5/1243](https://doi.org/10.1088/0004-6256/138/5/1243). URL: <https://doi.org/10.1088%2F0004-6256%2F138%2F5%2F1243>.
- [11] Rubele, S. et al. “The VMC survey - IV. The LMC star formation history and disk geometry from four VMC tiles”. In: *A&A* 537 (2012), A106. DOI: [10.1051/0004-6361/201117863](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117863). URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117863>.
- [12] Kenji Bekki e Masashi Chiba. “Formation and evolution of the Magellanic Clouds – I. Origin of structural, kinematic and chemical properties of the Large Magellanic Cloud”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 356.2 (gen. 2005), pp. 680–702. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2004.08510.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.08510.x). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/356/2/680/3978309/356-2-680.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.08510.x>.
- [13] W.E. Harris. “VizieR Online Data Catalog: Globular Clusters in the Milky Way (Harris, 1996)”. In: *VizieR Online Data Catalog* 7195 (nov. 1996).
- [14] I.R. King. “The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models”. In: *ApJ* 71 (feb. 1966), p. 64. DOI: [10.1086/109857](https://doi.org/10.1086/109857).
- [15] Edward W. Olszewski, Nicholas B. Suntzeff e Mario Mateo. “OLD AND INTERMEDIATE-AGE STELLAR POPULATIONS IN THE MAGELLANIC CLOUDS”. In: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 34.1 (1996), pp. 511–550. DOI: [10.1146/annurev.astro.34.1.511](https://doi.org/10.1146/annurev.astro.34.1.511). eprint: <https://doi.org/10.1146/annurev.astro.34.1.511>. URL: <https://doi.org/10.1146/annurev.astro.34.1.511>.
- [16] D. Geisler et al. “A Search for Old Star Clusters in the Large Magellanic Cloud”. In: *ApJ* 114 (nov. 1997), p. 1920. DOI: [10.1086/118614](https://doi.org/10.1086/118614). eprint: [astro-ph/9709191](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9709191).

- [17] Kenji Bekki e Masashi Chiba. “Formation and evolution of the Magellanic Clouds – I. Origin of structural, kinematic and chemical properties of the Large Magellanic Cloud”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 356.2 (gen. 2005), pp. 680–702. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2004.08510.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.08510.x). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/356/2/680/3978309/356-2-680.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.08510.x>.
- [18] R. A. Schommer et al. “Spectroscopy of giants in LMC clusters. II - Kinematics of the cluster sample”. In: *ApJ* 103 (feb. 1992), pp. 447–459. DOI: [10.1086/116074](https://doi.org/10.1086/116074).
- [19] A. D. Mackey e G. F. Gilmore. “Surface brightness profiles and structural parameters for 53 rich stellar clusters in the Large Magellanic Cloud”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 338.1 (gen. 2003), pp. 85–119. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.06021.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06021.x). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/338/1/85/3835821/338-1-85.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06021.x>.
- [20] R.K. Bhatia e D. Hatzidimitriou. “Binary star clusters in the Large Magellanic Cloud”. In: *MNRAS* 230 (gen. 1988), pp. 215–221. DOI: [10.1093/mnras/230.2215](https://doi.org/10.1093/mnras/230.2215).
- [21] Dieball, A., Müller, H. e Grebel, E. K. “A statistical study of binary and multiple clusters in the LMC*”. In: *A&A* 391.2 (2002), pp. 547–564. DOI: [10.1051/0004-6361:20020815](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20020815). URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20020815>.
- [22] D. Hatzidimitriou e R.K. Bhatia. “Cluster pairs in the Small Magellanic Cloud”. In: *A & A* 230 (apr. 1990), pp. 11–15.
- [23] S. Michael Fall, Rupali Chandar e Bradley C. Whitmore. “The Age Distribution of Massive Star Clusters in the Antennae Galaxies”. In: *The Astrophysical Journal* 631.2 (2005), pp. L133–L136. DOI: [10.1086/496878](https://doi.org/10.1086/496878). URL: <https://doi.org/10.1086%2F496878>.
- [24] Dante Minniti et al. “The Most Exciting Massive Binary Cluster in NGC 5128: Clues to the Formation of Globular Clusters”. In: *The Astrophysical Journal* 612.1 (2004), pp. 215–221. DOI: [10.1086/422546](https://doi.org/10.1086/422546). URL: <https://doi.org/10.1086%2F422546>.
- [25] Soren S. Larsen. “Young massive star clusters in M51”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 319.3 (dic. 2000), pp. 893–901. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2000.03913.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2000.03913.x). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/319/3/893/3735046/319-3-893.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1046/j.1365-8711.2000.03913.x>.
- [26] R.K. Bhatia et al. “A catalogue of binary star cluster candidates in the Large Magellanic Cloud”. In: *AAPS* 87 (feb. 1991), pp. 335–352.

- [27] Bruce G. Elmegreen e Debra Meloy Elmegreen. “Regular strings of H II regions and superclouds in spiral galaxies: clues to the origin of cloudy structure”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 203.1 (mag. 1983), pp. 31–45. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1093/mnras/203.1.31](https://doi.org/10.1093/mnras/203.1.31). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/203/1/31/3105096/mnras203-0031.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1093/mnras/203.1.31>.
- [28] A. Vallenari, D. Bettoni e C. Chiosi. “Clusters in the west side of the bar of the Large Magellanic Cloud: interacting pairs?” In: *A & A* 331 (mar. 1998), pp. 506–518.
- [29] S. Leon, G. Bergond e A. Vallenari. “Interacting star clusters in the Large Magellanic Cloud. Overmerging problem solved by cluster group formation”. In: *A & A* 344 (apr. 1999), pp. 450–458. eprint: [astro-ph/9812112](http://arxiv.org/abs/astro-ph/9812112).
- [30] Goodwin, S. P. e Whitworth, A. P. “The dynamical evolution of fractal star clusters: The survival of substructure”. In: *A&A* 413.3 (2004), pp. 929–937. DOI: [10.1051/0004-6361:20031529](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20031529). URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20031529>.
- [31] D. W. Griffiths et al. “How do binary clusters form?” In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 471.2 (lug. 2017), pp. 2498–2507. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1093/mnras/stx1719](https://doi.org/10.1093/mnras/stx1719). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/471/2/2498/19491289/stx1719.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1093/mnras/stx1719>.
- [32] J. Barnes e P. Hut. “A hierarchical $O(N \log N)$ force-calculation algorithm”. In: *Nature* 324 (dic. 1986), pp. 446–449. DOI: [10.1038/324446a0](https://doi.org/10.1038/324446a0).
- [33] E. Bica, H. Dottori e M. R. de Oliveira. “Dynamical studies of cluster pairs in the Magellanic Clouds”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 295.4 (apr. 1998), pp. 921–932. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1046/j.1365-8711.1998.01411.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.1998.01411.x). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/295/4/921/3537717/295-4-921.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1046/j.1365-8711.1998.01411.x>.
- [34] S. F. Portegies Zwart e S. P. Rusli. “The evolution of binary star clusters and the nature of NGC 2136/NGC 2137”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 374.3 (dic. 2006), pp. 931–940. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2006.11202.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.11202.x). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/374/3/931/3528963/mnras0374-0931.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.11202.x>.

- [35] A. Staneva, N. Spassova e V. Golev. “The ellipticities of globular clusters in the Andromeda galaxy.” In: *AAPS* 116 (mag. 1996), pp. 447–461.
- [36] D. Geisler e P. Hodge. “Ellipticities of globular clusters of the Large Magellanic Cloud”. In: *ApJ* 242 (nov. 1980), pp. 66–73. DOI: [10.1086/158444](https://doi.org/10.1086/158444).
- [37] E. Bica, H. Dottori e M. R. de Oliveira. “Final stages of N-body star cluster encounters”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 311.3 (gen. 2000), pp. 589–600. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2000.03093.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2000.03093.x). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/311/3/589/3326707/311-3-589.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1046/j.1365-8711.2000.03093.x>.
- [38] R. Priyatikanto et al. “The dynamical fate of binary star clusters in the Galactic tidal field”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 457.2 (feb. 2016), pp. 1339–1351. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1093/mnras/stw060](https://doi.org/10.1093/mnras/stw060). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/457/2/1339/2910490/stw060.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1093/mnras/stw060>.
- [39] D. Sugimoto e J. Makino. “Synchronization instability and merging of binary globular clusters”. In: *Publications of the Astronomical Society of Japan* 41 (1989), pp. 1117–1144.
- [40] Junichiro Makino, Kazuhide Akiyama e Daiichiro Sugimoto. “Merger of binary globular clusters: Case of unequal masses”. In: *Astrophysics and Space Science* 185.1 (1991), pp. 63–78. ISSN: 1572-946X. DOI: [10.1007/BF00642706](https://doi.org/10.1007/BF00642706). URL: <https://doi.org/10.1007/BF00642706>.
- [41] S.K. Okumura, T. Ebisuzaki e J. Makino. “Kinematic structures of merger remnants”. In: *Publications of the Astronomical Society of Japan* 43 (dic. 1991), pp. 781–793.
- [42] Y.-W. Lee et al. “Multiple stellar populations in the globular cluster ω Centauri as tracers of a merger event”. In: *Nature* 402 (nov. 1999), pp. 55–57. DOI: [10.1038/46985](https://doi.org/10.1038/46985). eprint: [astro-ph/9911137](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9911137).
- [43] M. Catelan. “Color-Magnitude Diagrams of Merged Globular Clusters: Metallicity Effects”. In: *The Astrophysical Journal* 478.2 (1997), pp. L99–L102. DOI: [10.1086/310559](https://doi.org/10.1086/310559). URL: <https://doi.org/10.1086%2F310559>.
- [44] Sidney van den Bergh. “Mergers of Globular Clusters”. In: *The Astrophysical Journal* 471.1 (1996), pp. L31–L32. DOI: [10.1086/310331](https://doi.org/10.1086/310331). URL: <https://doi.org/10.1086%2F310331>.

- [45] Pau Amaro-Seoane et al. “Mergers of multimetallic globular clusters: the role of dynamics”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 435.1 (ago. 2013), pp. 809–821. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1093/mnras/stt1351](https://doi.org/10.1093/mnras/stt1351). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/435/1/809/3912238/stt1351.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1093/mnras/stt1351>.
- [46] George Lake, Elena Gavagnin e Michela Mapelli. “A critical look at the merger scenario to explain multiple populations and rotation in iron-complex globular clusters”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 461.2 (giu. 2016), pp. 1276–1287. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1093/mnras/stw1397](https://doi.org/10.1093/mnras/stw1397). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/461/2/1276/8107323/stw1397.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1093/mnras/stw1397>.
- [47] Y. Kumai, B. Basu e M. Fujimoto. “Formation of globular clusters from gas in large-scale unorganized motion in galaxies”. In: *ApJ* 404 (feb. 1993), pp. 144–161. DOI: [10.1086/172265](https://doi.org/10.1086/172265).
- [48] L. Girardi et al. “Age distribution of LMC clusters from their integrated UBV colors: history of star formation.” In: *A & A* 298 (giu. 1995), p. 87.
- [49] L.T. Gardiner e M. Noguchi. “Simulations of the Interacting Magellanic System”. In: *Journal of Korean Astronomical Society Supplement* 29 (dic. 1996), S93.
- [50] Nitya Kallivayalil et al. “THIRD-EPOCH MAGELLANIC CLOUD PROPER MOTIONS. I.HUBBLE SPACE TELESCOPE/WFC3 DATA AND ORBIT IMPLICATIONS”. In: *The Astrophysical Journal* 764.2 (2013), p. 161. DOI: [10.1088/0004-637x/764/2/161](https://doi.org/10.1088/0004-637x/764/2/161). URL: <https://doi.org/10.1088/0004-637x/764/2/161>.
- [51] E. Bica et al. “Integrated UBV Photometry of 624 Star Clusters and Associations in the Large Magellanic Cloud”. In: *ApJS* 102 (gen. 1996), p. 57. DOI: [10.1086/192251](https://doi.org/10.1086/192251).
- [52] Alessio Mucciarelli et al. “BLOOD TIES: THE REAL NATURE OF THE LMC BINARY GLOBULAR CLUSTERS NGC 2136 AND NGC 2137”. In: *The Astrophysical Journal* 746.2 (2012), p. L19. DOI: [10.1088/2041-8205/746/2/L19](https://doi.org/10.1088/2041-8205/746/2/L19). URL: <https://doi.org/10.1088/2041-8205/746/2/L19>.
- [53] *ESO-VLT*. <https://www.eso.org/public/italy/teles-instr/paranal-observatory/vlt/>.
- [54] *ESO-Paranal Instrumentation*. <http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments.html>.

- [55] M. Casali et al. “HAWK-I: the new wide-field IR imager for the VLT”. In: *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*. Vol. 6269. procsapie. Giu. 2006, 62690W. DOI: [10.1117/12.670150](https://doi.org/10.1117/12.670150).
- [56] *Eso, filtri HAWK-I*. <https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/hawki/inst.html>.
- [57] *Eso, GRAAL*. <http://www.eso.org/sci/facilities/develop/ao/sys/graal.html>.
- [58] P.B. Stetson et al. “CCD photometry of the anomalous globular cluster Palomar 12”. In: *ApJ* 97 (mag. 1989), pp. 1360–1396. DOI: [10.1086/115079](https://doi.org/10.1086/115079).
- [59] *VIZIER*. <https://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>.
- [60] John M. Carpenter. “Color Transformations for the 2MASS Second Incremental Data Release”. In: *The Astronomical Journal* 121.5 (2001), pp. 2851–2871. DOI: [10.1086/320383](https://doi.org/10.1086/320383). URL: <https://doi.org/10.1086%2F320383>.
- [61] H.W. Babcock. “The Possibility of Compensating Astronomical Seeing”. In: *Publication of the Astronomical Society of the Pacific* 65 (ott. 1953), p. 229. DOI: [10.1086/126606](https://doi.org/10.1086/126606).
- [62] R. Foy e A. Labeyrie. “Feasibility of adaptive telescope with laser probe”. In: *A & A* 152 (nov. 1985), pp. L29–L31.
- [63] E. Marchetti et al. “On-sky Testing of the Multi-Conjugate Adaptive Optics Demonstrator”. In: *The Messenger* 129 (set. 2007), pp. 8–13.
- [64] E. Marchetti et al. “MAD on sky results in star oriented mode”. In: *Adaptive Optics Systems*. Vol. 7015. procsapie. Lug. 2008, 70150F. DOI: [10.1117/12.787240](https://doi.org/10.1117/12.787240).
- [65] Andrew Serio et al. “Gemini multiconjugate adaptive optics system review – II. Commissioning, operation and overall performance”. In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 440.2 (apr. 2014), pp. 1002–1019. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1093/mnras/stu403](https://doi.org/10.1093/mnras/stu403). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/440/2/1002/18502738/stu403.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1093/mnras/stu403>.
- [66] Spano, M. et al. “Long period variables in the Large Magellanic Cloud from the EROS-2 survey”. In: *A&A* 536 (2011), A60. DOI: [10.1051/0004-6361/201117302](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117302). URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117302>.

- [67] S. Saracino et al. “ULTRA-DEEP GEMINI NEAR-INFRARED OBSERVATIONS OF THE BULGE GLOBULAR CLUSTER NGC 6624”. In: *The Astrophysical Journal* 832.1 (2016), p. 48. DOI: [10.3847/0004-637x/832/1/48](https://doi.org/10.3847/0004-637x/832/1/48). URL: <https://doi.org/10.3847%2F0004-637x%2F832%2F1%2F48>.
- [68] E. Bertin e S. Arnouts. *SExtractor: Source Extractor*. Astrophysics Source Code Library. Ott. 2010. ascl: [1010.064](https://ui.adsabs.org/abs/2010ascl.conf..064B).
- [69] P. Hibon et al. “Performance updates of HAWK-I and preparation for the commissioning of the system GRAAL+HAWK-I”. In: *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VI*. Vol. 9908. procspie. Ago. 2016, 99080F. DOI: [10.1117/12.2231305](https://doi.org/10.1117/12.2231305).
- [70] J.-F. Pirard et al. “HAWK-I: A new wide-field 1- to 2.5- μ m imager for the VLT”. In: *Ground-based Instrumentation for Astronomy*. A cura di A.F.M. Moorwood e M. Iye. Vol. 5492. procspie. Set. 2004, pp. 1763–1772. DOI: [10.1117/12.578293](https://doi.org/10.1117/12.578293).
- [71] *Simbad*. <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>.
- [72] Livia Origlia et al. “Three candidate double clusters in the LMC: truth or dare?” In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 474.2 (nov. 2017), pp. 2277–2288. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1093/mnras/stx2892](https://doi.org/10.1093/mnras/stx2892). eprint: <http://oup.prod.sis.lan/mnras/article-pdf/474/2/2277/22657698/stx2892.pdf>. URL: <https://dx.doi.org/10.1093/mnras/stx2892>.
- [73] A. Pietrinferni et al. “A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. II. Stellar Models and Isochrones for an α -enhanced Metal Distribution”. In: *ApJ* 642 (mag. 2006), pp. 797–812. DOI: [10.1086/501344](https://doi.org/10.1086/501344). eprint: [astro-ph/0603721](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0603721).
- [74] *BaSTI-Bag of Stellar Tracks and Isochrones*. <http://basti.oa-teramo.inaf.it>.
- [75] L. Inno et al. “THE PANCHROMATIC VIEW OF THE MAGELLANIC CLOUDS FROM CLASSICAL CEPHEIDS. I. DISTANCE, REDDENING, AND GEOMETRY OF THE LARGE MAGELLANIC CLOUD DISK”. In: *The Astrophysical Journal* 832.2 (2016), p. 176. DOI: [10.3847/0004-637x/832/2/176](https://doi.org/10.3847/0004-637x/832/2/176). URL: <https://doi.org/10.3847%2F0004-637x%2F832%2F2%2F176>.
- [76] Raoul Haschke, Eva K. Grebel e Sonia Duffau. “NEW OPTICAL REDDENING MAPS OF THE LARGE AND SMALL MAGELLANIC CLOUDS”. In: *The Astronomical Journal* 141.5 (2011), p. 158. DOI: [10.1088/0004-6256/141/5/158](https://doi.org/10.1088/0004-6256/141/5/158). URL: <https://doi.org/10.1088%2F0004-6256%2F141%2F5%2F158>.

- [77] M. S. Bessell e J. M. Brett. “JHKLM photometry: Standard systems, passbands and intrinsic colors”. In: *Infrared Extinction and Standardization*. A cura di E. F. Milone. Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg, 1989, pp. 61–65. ISBN: 978-3-540-46710-6.
- [78] B. Dirsch et al. “Age and metallicity for six LMC clusters and their surrounding field population”. In: *A & A* 360 (ago. 2000), pp. 133–160. eprint: [astro-ph/0004009](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0004009).
- [79] *King models*. www.cosmic-lab.eu/bhking/index.php.
- [80] E.E. Salpeter. “The Luminosity Function and Stellar Evolution.” In: *ApJ* 121 (gen. 1955), p. 161. DOI: [10.1086/145971](https://doi.org/10.1086/145971).
- [81] G. Bertin e A. L. Varri. “The Construction of Nonspherical Models of Quasi-Relaxed Stellar Systems”. In: *The Astrophysical Journal* 689.2 (2008), pp. 1005–1019. DOI: [10.1086/592684](https://doi.org/10.1086/592684). URL: <https://doi.org/10.1086%2F592684>.
- [82] Roeland P. van der Marel e Johannes Sahlmann. “FIRSTGAIALOCAL GROUP DYNAMICS: MAGELLANIC CLOUDS PROPER MOTION AND ROTATION”. In: *The Astrophysical Journal* 832.2 (2016), p. L23. DOI: [10.3847/2041-8205/832/2/L23](https://doi.org/10.3847/2041-8205/832/2/L23). URL: <https://doi.org/10.3847%2F2041-8205%2F832%2F2%2FL23>.
- [83] D. Stein, M. Hilker e T. Richtler. “CCD Strömgren photometry in the Magellanic Clouds: the binary star cluster NGC 2136/37.” In: *Astronomische Gesellschaft Abstract Series*. A cura di G. Klare. Vol. 10. Astronomische Gesellschaft Abstract Series. 1994, p. 198.
- [84] M. Hilker, T. Richtler e D. Stein. “The binary, (triple?) star cluster NGC 2136/37 in the Large Magellanic Cloud”. In: *A & A* 299 (lug. 1995), p. L37.