

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

SCUOLA DI SCIENZE

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA

CORSO DI LAUREA MAGISTRALE IN ASTROFISICA E COSMOLOGIA

**Esplorazione cinematica delle regioni centrali
dell'ammasso globulare NGC 6441 alla ricerca
di un buco nero di massa intermedia**

TESI DI LAUREA

Presentata da:
Camilla Perfetti

Relatore:
Dott.ssa Cristina Pallanca

Correlatore:
Prof. Alessio Mucciarelli
Silvia Leanza

SESSIONE IV
ANNO ACCADEMICO 2019/2020

*Li occhi miei ghiotti andavan pur al cielo,
pur là dove le stelle son più tarde,
sì come rota più presso a lo stelo.*

*E 'l duca mio: "Figliuol, che là su guarde?".
E io a lui: "A quelle tre facelle
di che 'l polo di qua tutto quanto arde".*

(Dante, Purg. VIII, 85-90)

Indice

Introduzione	2
1 Ammassi Globulari	6
1.1 Proprietà generali	6
1.2 Diagramma Colore-Magnitudine	8
1.3 Dinamica	11
1.3.1 Tempo di rilassamento a due corpi	11
1.3.2 Modelli di King	12
1.4 Cenni di processi dinamici	15
1.4.1 Incontri a tre corpi	15
1.4.2 Frizione dinamica	17
1.4.3 Segregazione di massa	17
1.4.4 Equipartizione dell'energia	18
1.4.5 Collasso del nucleo	18
2 Buchi Neri di Massa Intermedia	20
2.1 Relazione tra IMBH e GCs e possibili scenari di formazione	20
2.2 Possibili impatti sulla ricerca astrofisica	22
2.3 Evidenze osservative per gli IMBH	23
2.3.1 Impatto sul profilo di densità	23
2.3.2 Impatto sul profilo di dispersione di velocità	24
2.3.3 Impatto sull'accelerazione delle stelle	24
2.3.4 Impatto sul rapporto r_c/r_h	24
2.3.5 Impatto sulla segregazione di massa	25
2.3.6 Impatto sull'emissione Radio e X	25
2.4 Profilo di dispersione di velocità	26
2.5 Risultati osservativi	27
2.5.1 ω Centauri	27
2.5.2 NGC 6388	28

3	Strumentazione	31
3.1	Very Large Telescope	31
3.2	Ottiche Adattive	32
3.3	Spettroscopia a campo integrale	35
3.3.1	Spettrografi a campo integrale	35
3.4	SINFONI	38
3.4.1	Modulo SINFONI-AO	38
3.4.2	Spettrografo SPIFFI	40
4	Dataset e Preriduzione dati	43
4.1	L'ammasso globulare NGC 6441	43
4.2	Osservazioni	45
4.3	Preriduzione dati	47
4.4	Correzione eliocentrica	48
4.5	Spettri sintetici di riferimento	48
4.5.1	Spettri sintetici fotosferici	49
4.5.2	Spettri sintetici tellurici	54
5	Riduzione Dati	55
5.1	Problemi riscontrati in analisi precedenti	55
5.2	Procedura	59
5.2.1	Esempio pratico dei passaggi chiave della procedura	68
5.3	Creazione catalogo totale SINFONI	69
6	Analisi e discussione dei risultati	81
6.1	Stima della contaminazione	81
6.2	Confronto con il catalogo MUSE	89
6.3	Velocità sistemica	90
6.4	Profilo di dispersione di velocità radiale	93
6.5	Confronto con i modelli	98
6.6	Limiti di massa per un eventuale buco nero di massa intermedia	105
7	Conclusioni	107
	Bibliografia	110

Introduzione

Gli ammassi globulari sono sistemi di $10^5 - 10^6$ stelle, legate gravitazionalmente tra loro. Sono tra i sistemi stellari più vecchi della nostra Galassia e prodotti da un singolo burst di formazione stellare, quindi presentano stelle coeve e chimicamente omogenee. Questa caratteristica li rende importanti strumenti per studiare le previsioni teoriche dell'evoluzione stellare.

Gli ammassi globulari sono presenti in tutte le galassie, ma solo per quelle più vicine del Gruppo Locale (come ad esempio le Nubi di Magellano e Andromeda, M31) si è in grado di risolvere le singole stelle attraverso fotometria e spettroscopia.

Nonostante essi siano tra i sistemi maggiormente studiati ancora non si ha una profonda conoscenza riguardo le loro proprietà cinematiche e dinamiche. Inizialmente gli ammassi globulari venivano descritti come sistemi a simmetria sferica, isotropi e non rotanti. Nuovi studi hanno rivelato, però, effetti di anisotropia delle velocità e rotazione interna, dimostrando che essi sono oggetti dinamicamente più complessi.

Inoltre, si pensa che le regioni centrali degli ammassi globulari possano ospitare i buchi neri di massa intermedia, oltre che oggetti esotici quali Blue Straggler Stars, Millisecond Pulsar e binarie X. Dimostrare l'esistenza di tali buchi neri avrebbe impatti notevoli sulla ricerca astrofisica odierna. Essi, ad esempio, potrebbero risolvere il problema della formazione dei buchi neri supermassicci, dell'esistenza delle Ultraluminous X-ray sources e potrebbero rivelarsi interessanti per lo studio delle onde gravitazionali. Tuttavia, la loro esistenza è tuttora controversa in quanto non sono ancora state trovate prove osservative convincenti. Gli studi che sostengono prove a favore della loro esistenza, al momento, sono basati su risultati di spettroscopia a luce integrata, mentre una prova molto più affidabile consisterebbe nell'osservare una cuspidale centrale nel profilo di dispersione di velocità basato su velocità radiali di stelle individuali. Poiché sono necessarie misure spettroscopiche di stelle individuali in regioni estremamente dense, si utilizzano, ai fini di poterle risolvere, spettrografi a campo integrale dotati di sistemi di ottiche adattive, come nel caso dello strumento SINFONI, montato sul telescopio YEPUN del VLT-UT4.

Il presente lavoro di tesi si inserisce all'interno di un progetto il cui scopo principale è rivolto allo studio della cinematica e dinamica delle regioni più centrali degli ammassi globulari

ad alta densità. In particolare, questo lavoro si focalizza sulla ricerca di una "firma" cinematica di un buco nero di massa intermedia nell'ammasso globulare NGC 6441, situato nelle regioni del bulge galattico. L'analisi presentata nel seguente lavoro utilizza una nuova procedura che mira a risolvere i principali problemi riscontrati in lavori simili svolti in passato. Ai fini di ottenere il profilo di dispersione di velocità radiale sulla base della determinazione delle velocità di stelle singole nei primi arcosecondi centrali dell'ammasso, sono stati utilizzati spettri acquisiti tramite osservazioni SINFONI@VLT. Tali velocità, inoltre, sono state combinate con i profili provenienti da dati MUSE@VLT per le regioni intermedie e osservazioni FLAMES@VLT per le regioni più esterne. È stato determinato, così, un primo profilo di dispersione di velocità radiale sull'intera estensione dell'ammasso. Tale profilo è stato poi ridefinito escludendo stelle i cui spettri risultassero contaminati dalla presenza di stelle vicine. Il risultato ottenuto è stato confrontato prima con il modello di King derivante da uno studio di brillantezza superficiale di letteratura e poi con un modello ricavato da uno studio sul profilo di densità. Inoltre, è stato svolto un confronto anche con le misure di velocità derivante da uno studio di letteratura sui moti propri. In prima approssimazione il risultato ottenuto sembra indicare un profilo di dispersione costante nelle regioni interne suggerendo di escludere, quindi, la presenza di un buco nero di massa intermedia. Tuttavia, ipotizzando che una deviazione centrale possa essere presente in regioni ancora più interne rispetto a quelle campionate, è stato stimato il limite superiore per la massa del possibile buco nero presente all'interno dell'ammasso globulare NGC 6441.

La tesi è strutturata nel seguente modo:

- Nel **Capitolo 1** vengono riassunte le proprietà principali degli ammassi globulari e della loro dinamica, soffermandosi principalmente sui modelli di King e sui processi che determinano la loro evoluzione dinamica;
- Nel **Capitolo 2** vengono descritti i buchi neri di massa intermedia, in particolare evidenziando la loro relazione con gli ammassi globulari, i possibili scenari di formazione, gli impatti che avrebbero sulla ricerca astrofisica e le loro possibili evidenze osservative;
- Nel **Capitolo 3** vengono descritti gli strumenti e le tecniche con cui sono stati raccolti i dati. Dopo una breve descrizione del Very Large Telescope, ci si sofferma sui sistemi di ottiche adattive e sulla spettroscopia a campo integrale, per poi focalizzarsi sullo strumento SINFONI;
- Nel **Capitolo 4** viene presentato il target scientifico, il dataset osservativo a disposizione e la procedura di preriduzione dati utilizzata;

- Nel **Capitolo 5** viene discussa la riduzione dei dati: in primo luogo si trova una panoramica dei problemi riscontrati in analisi passate; in seguito, viene descritta la procedura che ha portato alla determinazione delle velocità radiali relative alle singole stelle; infine, viene descritta la creazione del catalogo finale;
- Nel **Capitolo 6** vengono presentati i risultati: come prima cosa è stata stimata la contaminazione delle stelle presenti nel catalogo; in seguito, è stata determinata la velocità sistemica che è servita per determinare il profilo di dispersione di velocità radiale dell'ammasso analizzato; sono stati eseguiti, poi, dei confronti coi modelli derivanti da diversi studi (brillanza, densità, moti propri); infine, è stato determinato il limite di massa per l'eventuale buco nero di massa intermedia presente all'interno di tale ammasso;
- Nel **Capitolo 7** vengono riassunti i risultati ottenuti dalla seguente analisi e mostrati i possibili sviluppi futuri di tale lavoro.

Capitolo 1

Ammassi Globulari

1.1 Proprietà generali

Gli ammassi globulari sono sistemi di $10^5 - 10^6$ stelle, legate gravitazionalmente tra di loro e racchiuse in un volume, in prima approssimazione sferico, che presenta un diametro di circa 20 - 100 pc e tali sistemi stellari sono presenti in tutte le galassie.

Non tutti gli ammassi globulari possono essere risolti nelle singole stelle, ma ciò dipende dalla loro distanza e dalla potenza risolutiva della strumentazione odierna. Attualmente, esistono ammassi globulari risolti, oltre a quelli galattici, anche nelle galassie del Gruppo Locale, come nelle Nubi di Magellano e in Andromeda (M31).

In particolare, all'interno della nostra Galassia sono stati osservati circa 150 ammassi globulari e la maggior parte di essi sono localizzati entro 15 - 20 kpc dal centro galattico, nelle regioni del bulge e dell'alone.

Gli ammassi globulari, inoltre, sono tra i sistemi stellari più vecchi della nostra Galassia e prodotti da un singolo burst di formazione stellare. Essi, infatti, rientrano, in prima approssimazione, nella classificazione delle cosiddette popolazioni stellari semplici (Simple Stellar Population, SSP).

Una SSP è un modello teorico che descrive una popolazione stellare come composta solo da stelle singole e nate da un unico burst di formazione stellare. Ciò implica che le stelle si siano formate tutte nello stesso momento e da una stessa nube molecolare e che, quindi, esse siano coeve ed omogenee da un punto di vista chimico (Renzini & Buzzoni, 1986).

Nel caso particolare degli ammassi, però, recenti studi hanno mostrato che al loro interno esistono anche sistemi binari (Sollima et al., 2007) e che è presente uno spread negli elementi leggeri, il quale indica la presenza di più popolazioni stellari (Carretta et al., 2009).

Generalmente, quindi, gli ammassi globulari sono sistemi coevi, estremamente vecchi (con età di $\sim 11 - 13$ Gyr) e metal-poor ($[Fe/H] < -1$). Esistono, però, delle eccezioni: un gruppo di ammassi risulta essere leggermente più giovane ($\sim 15 - 17$ %) e con metallicità più

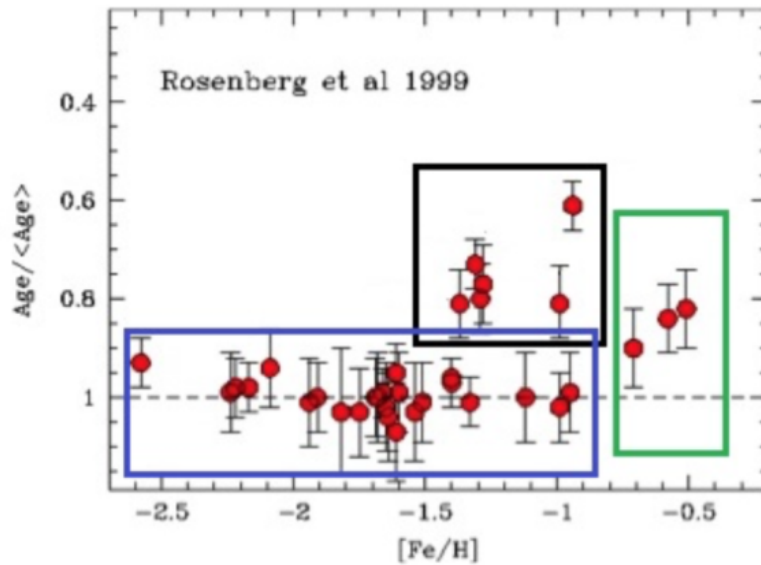


Figura 1.1: Distribuzione dell'età, normalizzata rispetto all'età media, in funzione della metallicità per gli ammassi globulari galattici. La maggior parte di essi (riquadro blu) hanno $[Fe/H] < -1$ e sono coevi; una parte di essi (riquadro verde) hanno metallicità più elevata ($[Fe/H] > -1$) ed età intermedie; infine, alcuni ammassi (riquadro nero) mostrano una metallicità intermedia e sono ancora più giovani dei precedenti (Rosenberg et al., 1999).

elevata ($[Fe/H] > -1$); mentre un altro gruppo mostra età ancora più giovani e metallicità intermedie (Rosenberg et al., 1999). In figura 1.1 vengono mostrati i tre gruppi di ammassi osservati all'interno della nostra Galassia.

In particolare, gli ammassi globulari poveri di metalli sono prevalentemente presenti nell'alone, mentre quelli con metallicità più elevate si trovano, soprattutto, nelle regioni del bulge galattico. La loro distribuzione, pertanto, risulta essere bimodale, con un picco a $[Fe/H] \sim -1.6$ per gli ammassi metal-poor e un secondo picco a $[Fe/H] \sim -0.6$ per gli ammassi metal-rich. In figura 1.2 viene mostrata la distribuzione bimodale di metallicità degli ammassi galattici (Harris, 2010).

Inoltre, esistono ammassi globulari peculiari all'interno della Via Lattea, i quali mostrano una grande dispersione in Ferro. Vengono considerati peculiari in quanto quelli "genuini" mostrano anticorrelazioni e disomogeneità negli elementi leggeri, ma non presentano disomogeneità per quanto riguarda il Ferro. Essi, infatti, non sono abbastanza massicci da possedere una buca di potenziale sufficientemente profonda da trattenere il materiale espulso dalle esplosioni di Supernovae. Nel caso dei seguenti ammassi, invece, il materiale espulso da esse è responsabile dell'arricchimento del gas da cui si è formata la seconda

popolazione (si parla di multi-iron population). Gli ammassi peculiari, pertanto, si devono essere formati in maniera diversa dagli altri ammassi globulari. Essi sono:

- ω Centauri: si trova nell'alone galattico e molto probabilmente è ciò che rimane del nucleo di una galassia nana distrutta (Lee et al., 1999);
- Terzan 5 e Liller 1: si trovano, invece, nel bulge della Galassia e recenti studi mostrano che potrebbero costituire il frammento di una delle strutture che hanno portato alla formazione del bulge (Ferraro et al., 2009a; Ferraro et al., 2020).

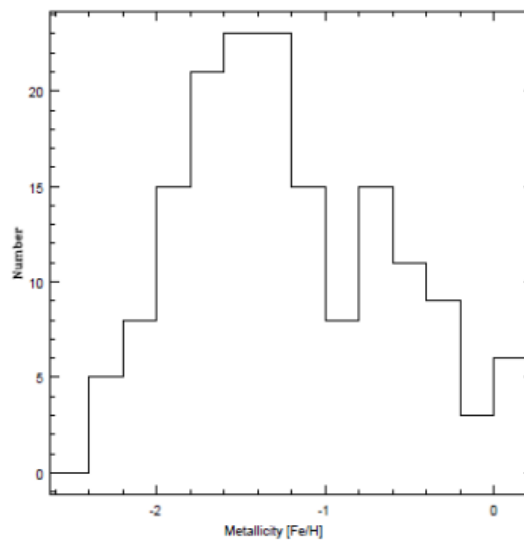


Figura 1.2: Distribuzione bimodale degli ammassi globulari in funzione della metallicità $[\text{Fe}/\text{H}]$. Un primo picco corrisponde ai sistemi metal-poor con $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.6$ e il secondo picco riguarda sistemi più metallici con $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.6$ (Harris, 2010).

1.2 Diagramma Colore-Magnitudine

Il diagramma colore magnitudine (CMD) è uno strumento molto importante per studiare le proprietà delle stelle appartenenti ad una SSP.

Il CMD, in particolare, è il corrispettivo osservativo del diagramma di Hertzsprung-Russell, nel quale vengono rappresentate le tracce evolutive dei sistemi stellari che si considerano. Una stella, infatti, con la sua temperatura e luminosità si posiziona in un punto specifico di tale diagramma. La stella, poi, evolvendo, occuperà regioni diverse all'interno del diagramma stesso, formando una traccia evolutiva. Nel CMD, invece, ogni stella è definita da un colore e da una magnitudine, e tali quantità sono traccianti della temperatura e della luminosità, rispettivamente. A differenza di queste ultime, colore e magnitudine sono

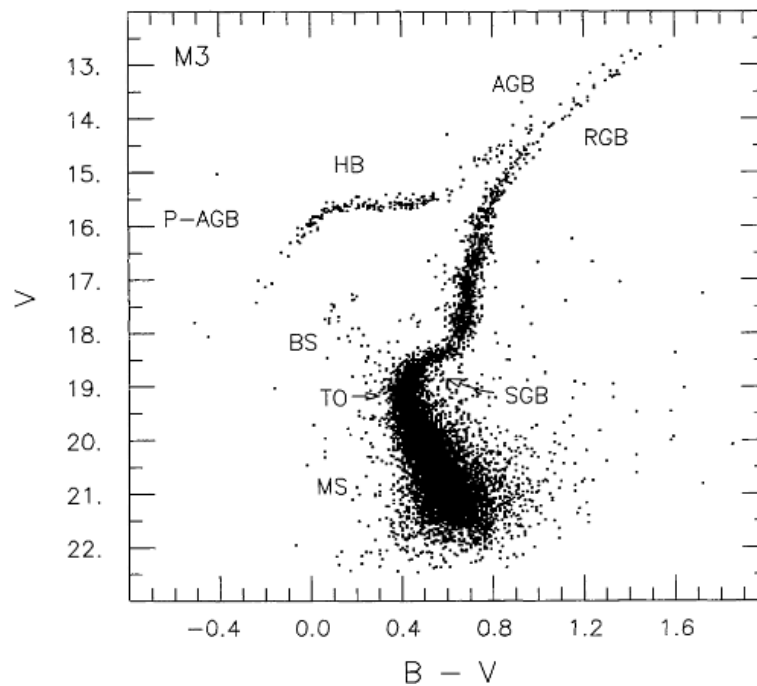


Figura 1.3: Esempio di diagramma colore-magnitudine dell'ammasso globulare M3 nel quale vengono messe in evidenza le diverse fasi evolutive del sistema stellare (Renzini & Fusi Pecci, 1988).

quantità direttamente osservabili e misurabili e ciò costituisce il motivo per cui si utilizza il CMD. Tale diagramma, inoltre, presenta diverse sequenze, brevemente descritte di seguito e indicate in figura 1.3:

- Sequenza Principale (Main Sequence, MS): fase di fusione dell'idrogeno nel nucleo della stella. È la fase più lunga della vita di una stella e il tempo di permanenza in MS dipende dalla massa in gioco: tanto più la stella è massiccia e tanto più il tempo di MS è breve. Il punto finale di tale fase coincide con il Turn Off (TO), il quale rappresenta il momento in cui la stella termina l'idrogeno nel nucleo;
- Ramo delle Giganti (Sub Giant Branch, SGB): fase di fusione dell'idrogeno in shell "spessa". Questo ramo riguarda le stelle di piccola massa, con $M < 1.2 M_{\odot}$ e, quindi, risulta tipicamente visibile nelle popolazioni stellari vecchie. Se le stelle sono massicce, infatti, lo spostamento dal TO al successivo ramo delle Giganti avviene molto rapidamente e si parla di Hertzsprung gap;
- Ramo delle Giganti Rosse (Red Giant Branch, RGB): fase di fusione dell'idrogeno in shell "sottile". Durante questa fase avviene il primo dredge-up, fenomeno attraverso il quale il gas processato dalle reazioni termonucleari viene portato in superficie, variandone, quindi, le abbondanze chimiche. Lungo il ramo delle Giganti, inoltre, avviene l'RGB Bump, che corrisponde alla zona in cui le stelle passano tre volte por-

tando ad un aumento di luminosità in corrispondenza di esso. Anche in questo caso la massa delle stelle implica una diversa evoluzione per le fasi successive: stelle con $M < 0.5 M_{\odot}$ evolvono direttamente in nane bianche in quanto non sono in grado di innescare la combustione dell'elio; stelle con massa superiore al caso precedente ma con $M < 2.2 M_{\odot}$, invece, presentano un nucleo degenere che porta all'Helium-flash, ovvero all'innescò della combustione dell'elio in regime semi-esplosivo nel momento in cui $M_{core} = 0.5 M_{\odot}$; infine, stelle con $M > 2.2 M_{\odot}$ non presentano un nucleo degenere e innescano la combustione dell'He non appena raggiungono la temperatura necessaria ($T \sim 10^8$ K);

- Ramo Orizzontale (Horizontal Branch, HB): fase di fusione di He nel nucleo e di H in shell "sottile". La morfologia dell'HB dipende principalmente dalla massa delle stelle, ma anche dalla metallicità e abbondanza di elio. In particolare, le stelle che presentano una massa $M < 2.2 M_{\odot}$ si posizionano lungo tale sequenza in base alla quantità di massa persa precedentemente. Tanto maggiore è la massa persa dell'envelope, infatti, tanto più le stelle si trovano nella parte blu e calda dell'HB, avendo esposto le regioni più interne. Altrimenti esse si posizionano nella parte più rossa e fredda costituendo il cosiddetto red-clump. Se le stelle, invece, possiedono una massa $M > 2.2 M_{\odot}$ formano la sequenza denominata blue-loop;
- Ramo Asintotico delle Giganti (Asymptotic Giant Branch): fase di combustione di H ed He in doppia shell. Durante questa fase si verificano i cosiddetti puls termici, responsabili dell'attivazione alternata delle due shell e di una serie di contrazioni ed espansioni che portano alla perdita completa dell'envelope e alla contrazione del nucleo. Durante questa fase, inoltre, possono avvenire altri due dredge-up in base alla massa delle stelle, i quali, attraverso moti convettivi, portano in superficie elementi processati, come, ad esempio, i prodotti del ciclo CNO. Come nei casi precedenti, la massa delle stelle definisce la loro evoluzione finale: se la stella possiede una massa $M < 8 M_{\odot}$, allora, evolve in una nana bianca di carbonio e ossigeno; se la stella presenta una massa $M > 8 M_{\odot}$, invece, continua ad innescare tutte le reazioni termonucleari fino a sintetizzare il Fe nel nucleo. A questo punto, quando $M_{core} = 1.4 M_{\odot}$ la struttura collassa e avviene l'esplosione in Supernova di tipo II (o core-collapse), il cui remnant può essere una stella di neutroni, nel caso in cui la massa iniziale fosse più piccola di $25 M_{\odot}$, o un buco nero di tipo stellare, qualora la massa iniziale fosse maggiore a $25 M_{\odot}$.

Uno strumento teorico importante per studiare le popolazioni stellari sono le isocrone: esse sono definite come il luogo dei punti occupato da stelle che hanno la stessa età ma massa differente, trovandosi, quindi, in fasi evolutive diverse. In altre parole, le iso-

crone rappresentano una "fotografia" del sistema stellare, a differenza di quanto mostrano le tracce evolutive, le quali rappresentano, invece, il percorso che una data stella compie all'interno del diagramma seguendo la propria evoluzione temporale.

In particolare, nei sistemi stellari vecchi, come nel caso degli ammassi globulari, la forma dell'isocrona corrispondente si approssima molto bene alla traccia evolutiva di una stella con massa pari a quella del TO, in quanto la differenza di massa presente tra il TO e le fasi successive è piccola e trascurabile.

È stato detto che il TO rappresenta il punto, lungo una traccia evolutiva, in cui viene esaurito l'idrogeno nel nucleo della stella. La massa in corrispondenza di questo punto, inoltre, è una funzione dell'età: essa decresce all'aumentare dell'età della popolazione. Pertanto, data la corrispondenza tra età e massa al TO derivante dai modelli stellari, è possibile ottenere una stima immediata dell'età del sistema a partire dalla misura di tale massa.

Fissando la metallicità, si può ottenere la seguente relazione analitica, la quale mostra che la massa al TO varia molto velocemente per quanto riguarda le popolazioni stellari giovani, mentre la variazione rallenta per popolazioni più vecchie:

$$\log M_{TO}(t) = 7.764 - 1.338 \log(t) + 0.0558 \log^2(t) \quad (1.1)$$

Considerando anche le abbondanze chimiche e la magnitudine in corrispondenza del TO, dato che la massa non è direttamente osservabile, si ottiene, a partire ancora una volta dai modelli stellari, la seguente relazione:

$$\log t = -0.52 + 0.37 M_v(TO) - 0.43y - 0.13[Fe/H] \quad (1.2)$$

dove $M_v(TO)$ è la magnitudine osservata in corrispondenza del TO, y è l'abbondanza in elio e $[Fe/H]$ rappresenta l'abbondanza degli elementi pesanti. Pertanto, per stimare l'età di un sistema stellare, è necessario conoscere tali quantità.

1.3 Dinamica

1.3.1 Tempo di rilassamento a due corpi

Per spiegare il comportamento delle stelle all'interno di un ammasso globulare da un punto di vista dinamico è necessario capire, in primo luogo, se il sistema è di tipo collisionale o di tipo non collisionale. A tal proposito si considera il tempo di rilassamento a due corpi, quantità teorizzata da Jeans nel 1929 e, in seguito, sviluppata da Chandrasekhar nel 1942. Esso viene definito come il tempo necessario affinché le reciproche interazioni gravitazionali tra coppie di stelle modifichino in maniera significativa le loro orbite iniziali: il sistema

dipende sempre meno dalle condizioni iniziali, finché ne perde completamente memoria. In questo modo la distribuzione delle velocità tende a diventare quasi una Maxwelliana. Ciò avviene su un tempo scala chiamato tempo di rilassamento a due corpi e può essere stimato come:

$$t_{2b} \simeq \frac{0.1N}{\ln N} t_{cross} \quad (1.3)$$

dove N è il numero di stelle del sistema, $t_{cross} = R/v$ è il tempo di attraversamento, ovvero il tempo scala caratteristico che una stella con velocità v impiega per attraversare l'intero sistema di raggio R e dove si è supposto che il sistema sia all'equilibrio viriale.

Sulla base di queste definizioni, un sistema si definisce collisionale se il tempo di rilassamento a due corpi è molto inferiore alla sua età (ovvero se $t_{2b} \ll t_{age}$); altrimenti, un sistema si dice non collisionale nel caso in cui $t_{2b} \gg t_{age}$. In particolare, nel primo caso gli scambi di energia cinetica tra le stelle sono efficienti e la distribuzione delle velocità è simile a quella di Maxwell-Boltzman; nel secondo caso, invece, si ha che ciascuna stella risente solo del potenziale medio generato da tutte le altre.

Se si considerano i valori tipici delle galassie si ha che $N \sim 10^{11}$, $t_{cross} \sim 10^8$ yr e, quindi, $t_{2b} \sim 10^7$ Gyr, che è molto maggiore dell'età del sistema. Pertanto, le galassie vengono definite sistemi non collisionali. Per quanto riguarda i valori tipici degli ammassi globulari, invece, si ha che $N \sim 10^5$ e che $t_{cross} \sim 10^5$ yr. Il tempo di rilassamento, allora, è di circa $10^7 - 10^8$ yr. Pertanto, dato che l'età degli ammassi globulari, generalmente, è circa 10 - 13 Gyr, essi sono definiti sistemi collisionali: in seguito ad importanti interazioni gravitazionali, quindi, il sistema perde memoria delle sue condizioni iniziali.

Inoltre, il tempo di rilassamento a due corpi è tanto più breve quanto più la densità è alta: ciò implica che il sistema nelle regioni centrali si rilassa prima rispetto alle regioni esterne. L'effetto cumulativo delle interazioni porta a far sì che la distribuzione di velocità tenda ad una Maxwelliana. Pertanto, gli ammassi globulari sono considerati, in prima approssimazione, sistemi a simmetria sferica, con orbite isotrope e non rotanti. Si parla di sfera isoterma come modello fisico che lo rappresenti. Avendo massa e velocità infinite, però, tale modello risulta essere non realistico. Per questo motivo sono stati sviluppati altri modelli a riguardo.

1.3.2 Modelli di King

A partire dagli anni '60 sono stati introdotti diversi modelli matematici per descrivere il comportamento cinematico delle stelle all'interno degli ammassi globulari in maniera più realistica rispetto al modello della sfera isoterma. In particolare, vennero sviluppati i mo-

delli di King (King, 1962), i quali considerano equilibrio dinamico, distribuzione di Maxwell-Boltzmann per le velocità e un cut-off in energia che tenga conto del fatto che il sistema è finito.

Nell'approssimazione sferica e isotropa, la funzione di distribuzione che descrive i seguenti modelli può essere scritta come:

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

dove C è una costante che dipende dalla densità del sistema e, dunque, è legata alla massa; σ rappresenta la dispersione di velocità; E è l'energia per unità di massa, che viene definita nel seguente modo:

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

dove $\Psi(r)$ è il potenziale medio definito nullo alla distanza r_t , distanza alla quale la velocità è pari alla velocità di fuga. Per velocità superiori ad essa le stelle non risultano più essere legate al sistema e, quindi, si considera $\Psi(r_t) = 0$.

I modelli di King sono ampiamente utilizzati per descrivere gli ammassi globulari. Per costruzione, infatti, tali modelli descrivono sistemi stellari che hanno raggiunto uno stato di equilibrio con una distribuzione di velocità Maxwelliana e, inoltre, essi riproducono bene i profili di densità (o di brillantezza superficiale) osservati.

Secondo tali modelli i profili di densità proiettati mostrano un core piatto, che indica una densità costante nelle regioni centrali, e un andamento decrescente all'aumentare della distanza dal centro dell'ammasso. La forma del profilo, inoltre, è determinata dal parametro di concentrazione c o da un parametro adimensionale \mathbf{W}_0 , proporzionale al potenziale centrale: la forma, pertanto, dipende da un solo parametro.

In particolare, il parametro c viene definito come:

$$c = \log\left(\frac{r_t}{r_0}\right) \quad (1.6)$$

dove r_t è il raggio di troncamento, che rispecchia le dimensioni totali dell'ammasso, e r_0 è il raggio di King, che rappresenta la lunghezza scala caratteristica del modello: in corrispondenza di tale valore la densità incomincia a diminuire all'aumentare della distanza dal centro. Il parametro di concentrazione assume, quindi, un valore tanto maggiore quanto più il raggio di King è piccolo rispetto alle dimensioni dell'ammasso.

In figura 1.4 viene riportato un esempio di come varia un profilo di densità proiettata al

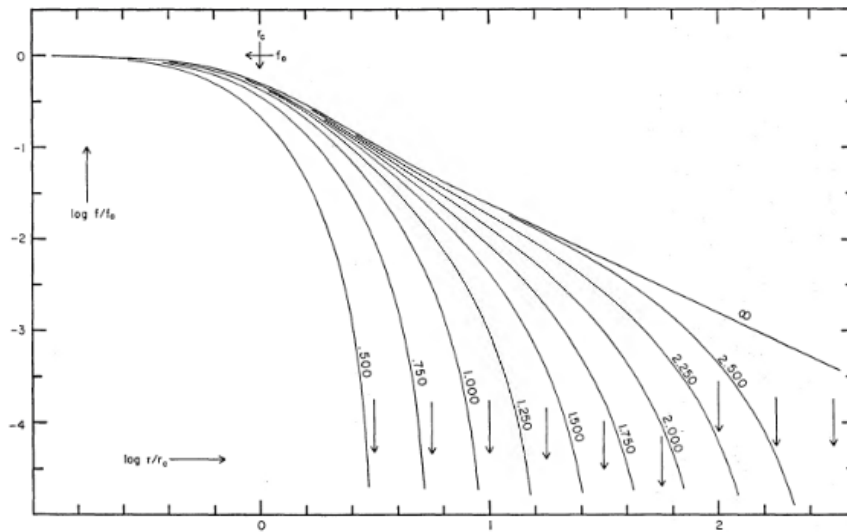


Figura 1.4: Profili di densità proiettata di King, al variare del parametro di concentrazione c . La freccia nera indica, per un dato modello, la posizione del raggio di troncamento. Nelle regioni più centrali si può notare un andamento costante, mentre nelle regioni esterne l'andamento è decrescente con il raggio (King, 1966).

variare di c (King, 1966).

Esistono altri due raggi rappresentativi per gli ammassi globulari: il raggio di core, r_c , e il raggio di metà massa, r_h .

In particolare, il raggio di core è una quantità osservativa ed indica la distanza alla quale la densità proiettata è uguale a metà del valore centrale: $\Sigma_*(r_c) = \frac{1}{2} \Sigma_*(0)$; il raggio di metà massa, invece, indica la distanza entro la quale è contenuta metà della massa totale del sistema.

I profili di densità osservati possono, quindi, essere riprodotti attraverso i modelli di King. Generalmente, si combinano osservazioni ad alta risoluzione, per le regioni centrali, con osservazioni a grande campo a discapito di una più bassa risoluzione. Il campo di vista viene, poi, suddiviso in anelli concentrici considerando le stelle che vi cadono all'interno. Inoltre, per far sì che il modello di King riproduca al meglio il profilo osservato si possono considerare tre diversi parametri:

- c o W_0 per la forma del profilo;
- r_0 per il raggio di scala;
- Σ_{*0} per la normalizzazione.

In letteratura molti parametri strutturali degli ammassi globulari sono stati stimati a partire dalla brillantezza superficiale (Harris, 1996a; McLaughlin & van der Marel, 2005a; Mackey &

(Gilmore, 2003). Densità e brillantezza superficiale, infatti, sono quantità quasi analoghe. Tuttavia, utilizzando la seconda, si possono commettere degli errori nella stima dei parametri dell'ammasso dovuti alla presenza di poche stelle molto brillanti, le quali possono alterare significativamente la forma del profilo osservato.

Ciò che si ottiene è un profilo come quello riportato in figura 1.5 (C. Pallanca et al. 2021, in preparation). In esso si evidenzia, inoltre, il fatto che risulti essere necessario sottrarre il contributo del background galattico, rappresentato in figura con la linea tratteggiata. Si nota, in particolare, che tale contributo diventa importante nelle regioni più esterne, a partire, in questo caso, da circa 100 pc dal centro dell'ammasso. Ciò porta ad un plateau dei punti osservati (punti vuoti) nelle regioni esterne. Una volta sottratto il background si ottiene il profilo rappresentato dai punti blu.

Ciascun modello è, inoltre, caratterizzato dalla dispersione di velocità, la quale mostra un andamento costante nelle regioni centrali e un andamento decrescente man mano che si considerano le regioni esterne. La misura della dispersione di velocità può essere ricavata con diversi approcci e ciò verrà descritto nella sezione 2.4.

In figura 1.6 viene riportato un esempio di profilo teorico di dispersione di velocità (Miocchi, 2006).

1.4 Cenni di processi dinamici

Gli ammassi globulari, come è stato detto, sono sistemi collisionali dove le singole interazioni tra le stelle sono importanti. Ci sono molti processi dinamici che intervengono nel tempo scala dell'età dell'ammasso: incontri a tre corpi, frizione dinamica, segregazione di massa, equipartizione dell'energia e collasso del nucleo.

Queste interazioni dinamiche avvengono frequentemente tra le stelle e modificano significativamente il contenuto energetico totale, portando ad una progressiva evoluzione dinamica: la struttura, la cinematica interna e il contenuto di stelle degli ammassi globulari, quindi, variano con il tempo.

1.4.1 Incontri a tre corpi

Gli incontri a tre corpi avvengono tra sistemi binari e singole stelle. In particolare, la stella singola può estrarre energia dalla binaria, oppure può cedere parte della propria energia al sistema binario. Ad oggi non è ancora ben noto quale dei due meccanismi prevalga, però, generalmente, viene accettata la Legge di Heggie (1975), secondo cui: a causa degli incontri

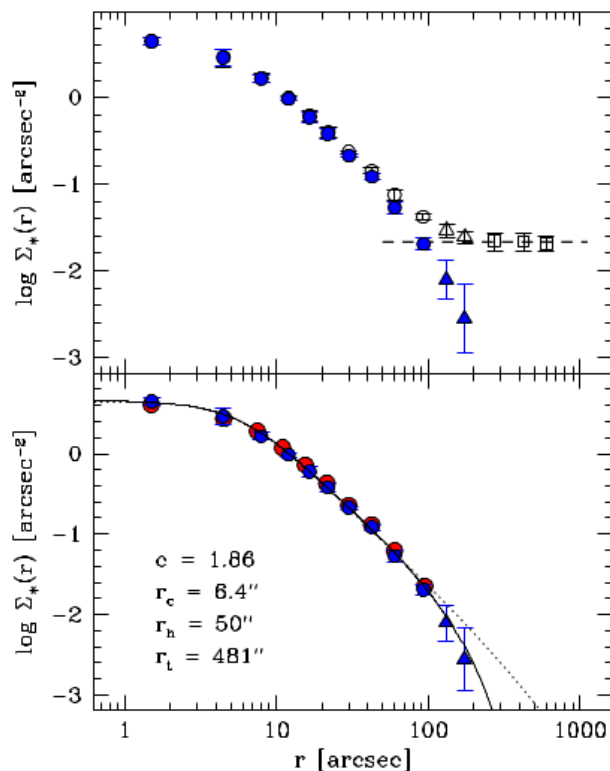


Figura 1.5: In alto: Profilo di densità osservato dell'ammasso NGC 6440 ottenuto combinando osservazioni ad alta risoluzione e a grande campo di vista, in modo da coprire tutta l'estensione dell'ammasso. In particolare sono stati combinati i cataloghi provenienti da HST-noPM (cerchi vuoti), FORS2 (triangoli vuoti) e Pan-STARRS (quadrati vuoti). I punti blu corrispondono al profilo di densità ottenuto dopo aver sottratto il contributo del campo galattico (linea tratteggiata), il quale diventa importante ad una distanza di circa 100 pc dal centro dell'ammasso. In basso: profilo di densità dell'ammasso mostrato nel pannello superiore a confronto con il profilo ottenuto dai dati HST-PM (punti rossi). La linea nera rappresenta il modello di King che meglio rappresenta il profilo osservato di tale ammasso, mentre la linea tratteggiata rappresenta un modello diverso per il fit. Vengono riportati anche i valori di alcuni parametri strutturali (C. Pallanca et al. 2021, in preparation).

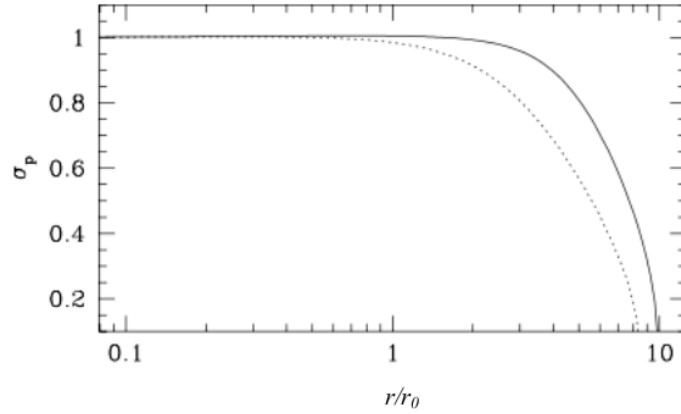


Figura 1.6: Profilo teorico di dispersione di velocità che caratterizza un modello di King assieme al profilo di densità. Anche in questo caso si ha un andamento costante al centro e un andamento decrescente man mano che si considerano le regioni esterne (Miocchi, 2006).

a tre corpi le binarie molto legate tendono a diventare sempre più legate e viceversa per le binarie meno legate.

1.4.2 Frizione dinamica

Una particella di massa M , immersa in una mare di particelle di massa m , subisce una decelerazione dovuta alle altre stelle. A causa del frenamento M scivola verso il centro dell'ammasso in un tempo:

$$t_{DF}(r) = \frac{3}{4(2\pi)^{1/2}G^2 \ln \Lambda} \frac{\sigma^3(r)}{M\rho(r)} \quad (1.7)$$

Le quantità σ e ρ dipendono dal raggio e, pertanto, anche il tempo di frizione dinamica dipende da esso. In particolare, esse sono maggiori al centro. Inoltre, man mano che dalle regioni interne si considerano quelle esterne, la ρ varia molto più velocemente rispetto alla σ . La dipendenza principale, quindi, è dovuta alla densità: dato che nelle regioni centrali essa è maggiore, allora, il tempo di frizione dinamica è minore.

Pertanto, la frizione dinamica è un fenomeno che risulta essere più efficiente nelle regioni centrali e tanto più M è grande (rispetto a m), tanto più il processo è veloce.

1.4.3 Segregazione di massa

Come conseguenza della frizione dinamica si ha il fenomeno della segregazione di massa. La frizione dinamica, infatti, agisce su tutte le stelle degli ammassi globulari, le quali possiedono masse differenti. Pertanto, essa farà sì che le stelle più massicce scivolino prima verso il centro dell'ammasso: si parla di sistema stellare concentrato in massa.

Se si osserva segregazione questo implica che l'ammasso globulare è dinamicamente evoluto, se si considera che, inizialmente, non si ha segregazione.

1.4.4 Equipartizione dell'energia

Secondo un teorema di meccanica statistica si ha che: se un sistema di particelle di gas ideale è all'equilibrio termico (con una distribuzione di velocità Maxwelliana), allora, l'energia è divisa equamente a tutte le particelle.

Si può approssimare un sistema stellare ad un sistema gassoso in cui al posto della temperatura si parla di energia cinetica.

$$\frac{1}{2}m \langle v^2 \rangle = \frac{3}{2}kT \quad (1.8)$$

Quindi, si può parlare di equipartizione per un sistema stellare: se il sistema è collisionale, allora, le particelle (stelle) tendono ad avere tutte la stessa energia cinetica.

Dato che le stelle hanno masse diverse, allora, l'equipartizione implica che $m_i \langle v_i^2 \rangle = m_j \langle v_j^2 \rangle$, ma se $m_i > m_j$, allora $\langle v_i^2 \rangle < \langle v_j^2 \rangle$.

Durante un processo a due corpi, quindi, le stelle massive trasferiscono energia cinetica a quelle più leggere. Quindi, tali stelle scivolano verso il centro, portando ad una segregazione di massa, mentre le stelle leggere, che hanno velocità maggiori, si muovono verso l'esterno. Queste ultime potrebbero, poi, abbandonare il sistema qualora la loro velocità superi la velocità di fuga dell'ammasso e, in tal caso, si parla di evaporazione del sistema.

1.4.5 Collasso del nucleo

La segregazione di massa, quindi, porta a far sì che le stelle massive perdano energia cinetica e si muovano verso il centro, mentre le stelle meno massive acquistino energia cinetica spostandosi verso l'esterno. In altre parole, la segregazione di massa fa sì che il nucleo perda energia cinetica a favore dell'envelope, il quale si espande e porta all'evaporazione di stelle. Per il teorema del viriale il nucleo si contrae: ciò implica che ci sia un aumento di densità e temperatura nelle regioni più centrali. Le interazioni a due corpi aumentano, così come aumenta anche l'energia cinetica persa e, quindi, il nucleo si contrae nuovamente. Si innesca, pertanto, un processo a catena che porta al collasso di quest'ultimo e, idealmente, ad una catastrofe gravotermica: il collasso, infatti, potrebbe continuare fino a raggiungere una densità infinita nel centro dell'ammasso.

Si ritiene che tale processo sia fortemente rallentato dalla presenza di sistemi binari stretti. Durante un'interazione ravvicinata con una stella singola, la binaria cede energia a quest'ultima: circa 2/3 dell'energia viene trasferita alla stella e circa 1/3 viene usata dalla binaria

per muoversi su un'orbita più larga. Le binarie, quindi, forniscono al sistema l'energia necessaria per contrastare la dissipazione e l'effetto netto è quello di un'espansione del nucleo e, non più, di una sua contrazione. In questo modo si evita la catastrofe gravotermica, la quale porterebbe alla formazione di un buco nero. Per questo motivo, quindi, è possibile osservare gli ammassi globulari.

Inoltre, simulazioni N-body mostrano che gli ammassi globulari sono soggetti ad oscillazioni gravotermiche durante la loro vita: si sussegue una continua alternanza di espansioni e contrazioni delle regioni più centrali.

Da un punto di vista osservativo tale collasso porta ad una deviazione dai modelli di King in tali regioni. In particolare, essi non presentano più un andamento piatto e costante al centro, ma mostrano una deviazione a legge di potenza: si parla di cuspidi centrali a legge di potenza del tipo $\Sigma_*(r) \propto r^\alpha$, con $\alpha \sim -0.7, -1$.

Il 15 - 20 % degli ammassi globulari mostrano un profilo di questo tipo e ciò significa che essi sono ammassi dinamicamente evoluti, in cui è avvenuto il collasso appena descritto.

In figura 1.7 viene riportato il profilo di densità dell'ammasso M30, il quale nelle regioni centrali devia dal modello di King, mostrando la cuspidi centrale (Ferraro et al., 2009b).

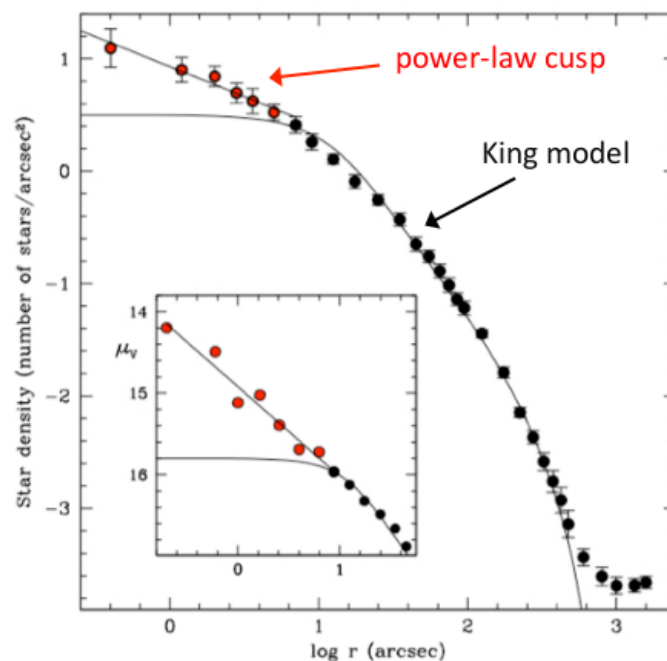


Figura 1.7: Profilo di densità superficiale di M30: i punti osservativi (neri) sono in accordo con il modello di King (linea nera) per quanto riguarda le regioni esterne dell'ammasso; nelle regioni più centrali, invece, i punti osservativi (rossi) si discostano dal modello previsto a causa del collasso del nucleo. Si nota, quindi, la cuspidi centrale (Ferraro et al., 2009b).

Capitolo 2

Buchi Neri di Massa Intermedia

Ad oggi è stata confermata l'esistenza di *buchi neri di massa stellare* (SBH) e di *buchi neri supermassicci* (SMBH). I primi si generano in seguito all'esplosione di una stella massiccia, con $M > 25 M_{\odot}$, che conclude la sua evoluzione in una Supernova. Essi possiedono una massa che non supera, generalmente, le $100 M_{\odot}$. I secondi, invece, si trovano al centro delle galassie e possiedono una massa $M \sim 10^6 - 10^9 M_{\odot}$.

A partire dalle osservazioni di queste due classi di buchi neri si è ipotizzata, allora, l'esistenza dei *buchi neri di massa intermedia* (IMBH), i quali avrebbero una massa compresa tra la massa dei SBH e quella dei SMBH, ovvero $M \sim 10^2 - 10^5 M_{\odot}$.

2.1 Relazione tra IMBH e GCs e possibili scenari di formazione

La ricerca degli IMBH avviene soprattutto all'interno degli ammassi globulari, in quanto si pensa che essi possano ospitare tali oggetti.

È stato visto, infatti, che estrapolando la relazione di Magorrian alle piccole masse, relazione scoperta per i SMBH secondo cui $M_{BH} \sim 10^{-3} M_{gal}$ (Magorrian et al., 1998), la massa dei sistemi stellari che potrebbero contenere gli IMBH corrisponde a quella degli ammassi globulari, con $M \sim 10^5 - 10^6 M_{\odot}$. Si tratta, però, di un'estrapolazione incerta, in quanto la relazione non è stata ricavata analiticamente, ma è frutto di osservazioni. Essa viene riportata in figura 2.1 (Marconi & Hunt, 2003).

Inoltre, molti scenari possibili di formazione per gli IMBH sembrano essere adatti agli ambienti degli ammassi globulari e questo rende ancor più plausibile l'ipotesi che essi siano ambienti ospitali per tali buchi neri.

Da modelli teorici, infatti, si prevedono diversi meccanismi di formazione per questa classe di buchi neri, i quali potrebbero essere:

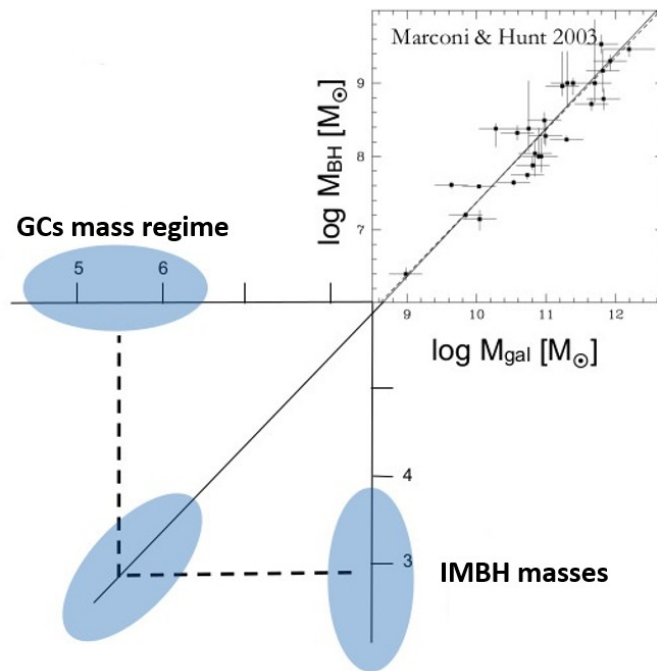


Figura 2.1: Estrapolazione della relazione di Magorrian alle piccole masse. La figura mostra che la massa dei sistemi stellari che potrebbero contenere gli IMBH corrisponde a quella degli ammassi globulari (Marconi & Hunt, 2003).

- l'evoluzione finale di stelle di popolazione III con $M > 250 M_{\odot}$, le quali possono collassare in un buco nero di $M \sim \text{few } 10^2 M_{\odot}$ (Madau & Rees, 2001);
- formati da merger ripetuti di SBH (Giersz et al., 2015);
- derivati da un accrescimento importante di gas su SBH (Kawakatu & Umemura, 2005);
- stati generati all'interno di galassie nane: dato che si ipotizza la presenza di un buco nero all'interno di ogni galassia, in una galassia nana si potrebbe formare un IMBH. Tale buco nero lo si ritroverebbe in alcuni ammassi globulari, oggi, in quanto si ritiene che alcuni di essi possano costituire il nucleo rimasto dalla distruzione di alcune galassie nane (Freeman, 1993);
- formati da collisioni a catena (runaway collisions) di stelle massicce, con $M > 50 M_{\odot}$, nelle regioni centrali degli ammassi globulari ad alta densità che si trovano nelle fasi primordiali (Portegies Zwart et al., 2004). Se la densità è molto elevata, infatti, il tempo di segregazione di massa è inferiore al tempo di MS e, pertanto, le stelle più massicce tendono a scivolare per frizione dinamica verso il centro dell'ammasso prima di terminare la loro evoluzione. In queste regioni subiscono collisioni a catena

e si forma, così, una stella con $M \sim 10^{-3} M_{GC}$ (dove M_{GC} è la massa dell'ammasso globulare), la quale, essendo instabile, collaserebbe in un IMBH.

Gli ammassi globulari, quindi, rappresentano un ambiente ideale per formare tali buchi neri.

2.2 Possibili impatti sulla ricerca astrofisica

L'esistenza degli IMBH è importante dal punto di vista astrofisico per molteplici motivi. Infatti:

- si collocherebbero nel range di masse non coperto dalle due classi di buchi neri citate, confermando l'ipotesi riguardo la loro esistenza;
- potrebbero costituire il punto di partenza per formare i SMBH. Essi sono stati osservati, infatti, anche a redshift molto elevati, $z > 6$, i quali non riuscirebbero a formarsi in un tempo tale se provenissero da merger di SBH. Pertanto, gli IMBH potrebbero risolvere questo problema e risultare, quindi, fondamentali per comprendere la formazione delle galassie, dei nuclei galattici attivi e della loro coevoluzione;
- potrebbero spiegare le Ultraluminous X-ray sources, osservate in galassie locali. L'accrescimento su SBH, infatti, non può spiegare tale luminosità ($L_x > 10^{40}$ erg/s): la luminosità di Eddington è $\sim 10^{38} M_{BH} / M_{\odot}$ e, quindi, per tali luminosità X, sono necessarie masse più elevate, come potrebbero essere quelle degli IMBH ([Winter et al., 2006](#));
- potrebbero costituire, inoltre, interessanti sorgenti di onde gravitazionali: interazioni gravitazionali tra tali oggetti a breve distanza, infatti, possono portare all'emissione di onde gravitazionali ([Amaro-Seoane & Santamaría, 2010](#));
- infine, hanno impatti dinamici sull'evoluzione e stabilità dell'ammasso globulare che li ospita, ad esempio sul profilo di densità, sulla segregazione di massa e sulla posizione e accelerazione delle Millisecond Pulsars, descritti più in dettaglio nella sezione [2.3](#).

Sono diversi, quindi, i motivi per cui lo studio degli IMBH risulta essere particolarmente interessante. Il fatto che siano tutt'ora solo predetti da un punto di vista teorico, inoltre, fa sì che essi costituiscano un oggetto di forte dibattito scientifico ad oggi, in quanto la loro scoperta avrebbe un impatto notevole per le numerose questioni astrofisiche appena descritte.

2.3 Evidenze osservative per gli IMBH

Individuare gli IMBH risulta molto complesso in quanto, essendo buchi neri, non emettono radiazione ed è necessario, quindi, cercare evidenze osservative indirette, chiamate fingerprints.

Al riguardo viene svolta una importante ricerca teorica, la quale mira a predire gli effetti che la presenza di un buco nero di questo genere produrrebbe all'interno di un ammasso globulare. Di seguito ne vengono descritti alcuni.

2.3.1 Impatto sul profilo di densità

Generalmente gli ammassi globulari, per quanto riguarda il profilo di densità ($\Sigma(r)$), sono ben descritti da un profilo di King (vedi 1.3.2), ovvero un modello che mostra un andamento piatto nelle regioni centrali. Gli ammassi globulari post core-collapse mostrano, però, una deviazione centrale sotto forma di legge di potenza, descritta come $\Sigma(r) \sim r^\alpha$, con $\alpha \sim -0.8$ (vedi 1.4.5).

Un effetto simile a quest'ultimo lo si ritroverebbe nel caso in cui un IMBH fosse presente al centro di un ammasso globulare. La presenza di tale buco nero, quindi, renderebbe rilevabile una deviazione centrale. In questo caso, però, essa risulterebbe essere meno ripida rispetto al caso del collasso del nucleo. Infatti, nelle vicinanze del buco nero aumenta la densità stellare e aumenta, quindi, il numero di incontri ravvicinati. Questo genera energia e porta ad un'espansione delle regioni più interne. Il profilo di densità, pertanto, mostra una cuspidale centrale non ripida, con $\alpha \sim -0.3$ a $r < 0.1 r_{BH}$, dove r_{BH} è il raggio di influenza del buco nero, dato da $r_{BH} = G \frac{M_{BH}}{\sigma^2}$ (Bahcall & Wolf, 1976; Heggie et al., 2007).

Da un punto di vista pratico, però, ci sono diverse complicazioni. Considerando regioni così centrali e, quindi, così dense, serve, infatti, alta risoluzione spaziale per poter risolvere le singole stelle ed è fondamentale misurare il centro gravitazionale del sistema con precisione. Infatti, un errore su tale misura porta a perdere parte del segnale e la cuspidale non risulta più rilevabile, mostrando, così, un andamento più piatto rispetto a quello che si otterrebbe considerando il centro corretto (Noyola et al., 2010). Pertanto, una cuspidale non ripida non necessariamente potrebbe essere generata dalla presenza di un IMBH. Oltre a ciò, simulazioni numeriche N-body mostrano che il fenomeno lo si può ritrovare anche nei seguenti casi: considerando ammassi senza buco nero centrale che stanno per iniziare la fase di collasso del nucleo o che si trovano in tale fase, oppure considerando ammassi senza buco nero centrale, che si trovano in una fase evolutiva successiva al collasso del nucleo e che mostrano una frazione di binarie superiore al 3% (Vesperini & Trenti, 2010).

2.3.2 Impatto sul profilo di dispersione di velocità

Un IMBH può produrre, inoltre, una deviazione dal modello di King per quanto riguarda il profilo di dispersione di velocità ($\sigma(r)$). In particolare, esso provocherebbe un comportamento di tipo Kepleriano, $\sigma(r) \sim r^{-1/2}$, sulle stelle nelle regioni centrali. Si dovrebbe rilevare, quindi, tale cuspidè entro la sfera di influenza del buco nero, con raggio $r_{BH} = G \frac{M_{BH}}{\sigma^2}$ (Bahcall & Wolf, 1976).

L'osservazione della seguente fingerprint, però, risulta essere complicata. È estremamente difficile, infatti, rilevare la cuspidè nelle regioni centrali dell'ammasso globulare, in quanto essa si troverebbe all'interno del raggio di influenza del buco nero, il quale risulta essere su scale inferiori all'arcosecondo (se si considera un buco nero con una massa $M = 10^3 M_{\odot}$, una dispersione di velocità $\sigma = 10 \text{ km s}^{-1}$ e a una distanza $d = 10 \text{ kpc}$). Inoltre, poiché si stanno considerando regioni a densità estremamente elevate, sono necessarie osservazioni molto profonde e a risoluzione molto elevata.

Il profilo di dispersione di velocità verrà approfondito nella sezione 2.4.

2.3.3 Impatto sull'accelerazione delle stelle

Un IMBH, inoltre, si comporterebbe come una "super - scatter machine". Esso, infatti, potrebbe facilmente dar vita ad un sistema binario catturando una delle stelle presenti nei suoi dintorni. L'interazione gravitazionale di tale sistema con altre stelle farebbe sì che esse subiscano un'accelerazione a velocità estremamente elevate, di circa 100 km s^{-1} , a differenza delle tipiche velocità di circa $10 - 20 \text{ km s}^{-1}$. Questo porterebbe, quindi, a misurare velocità anomale di alcune stelle, così come anomale potrebbero essere le posizioni di alcuni oggetti. In particolare, ciò potrebbe riguardare le Millisecond Pulsars. Esse, infatti, invece che essere nelle regioni centrali a causa della segregazione di massa, si ritroverebbero nelle regioni esterne dell'ammasso per opera degli scatter dovuti al buco nero (Fragione & Gualandris, 2019).

Da un punto di vista pratico, però, si hanno le seguenti difficoltà: la velocità misurata, infatti, dipende dall'orientazione dell'osservatore e, quindi, è possibile misurare valori che si discostano dalla velocità reale della stella. A ciò si aggiunge anche il fatto che tali scatter sono eventi molto rari e che essi non rappresentano, ancora una volta, una interpretazione univoca per il fenomeno. Ad esempio, infatti, una velocità anomala potrebbe essere imputabile, come prima cosa, ad una stella non appartenente all'ammasso.

2.3.4 Impatto sul rapporto r_c/r_h

In assenza di un IMBH si è visto che il valore del rapporto tra il raggio di core e il raggio di metà massa è circa 0.1. Se, invece, tale buco nero è presente, a causa dello scatter di stelle

che esso produce nelle regioni centrali, si ritroverebbe un valore maggiore, $r_c/r_h \sim 0.5$, in seguito all'espansione delle regioni centrali dell'ammasso (Trenti et al., 2007).

Anche in questo caso, però, l'IMBH non rappresenta l'unica spiegazione possibile: simulazioni numeriche mostrano che i SBH possono produrre lo stesso effetto (Trenti et al., 2010).

2.3.5 Impatto sulla segregazione di massa

La presenza di un IMBH, inoltre, indurrebbe un rallentamento alla segregazione di massa (vedi 1.4.3). Infatti, in assenza di un buco nero, le continue interazioni dinamiche portano a far scivolare verso il centro le stelle più massicce, ottenendo, così, un sistema stellare segregato in massa. In presenza di un buco nero, però, le stelle che si trovano nelle regioni centrali a causa delle interazioni dinamiche, interagendo con il buco nero, aumentano l'energia cinetica. Ciò fa sì che esse vengano portate verso le regioni esterne dell'ammasso, inducendo, quindi, una segregazione inferiore rispetto al caso di un ammasso globulare in cui non vi sia un IMBH al centro (Gill et al., 2008).

Questa fingerprint porta con sé diverse difficoltà osservative. Servirebbero, infatti, specifiche simulazioni N-body per ogni ammasso globulare sia con buco nero che senza di esso e considerando anche la possibilità che ci possano essere binarie, le quali potrebbero indurre lo stesso fenomeno, creando, quindi, degenerazione tra di essi. Inoltre, tale metodo è applicabile solo a una selezione di ammassi globulari (~ 30), ovvero quelli già rilassati, dove la segregazione non è ancora avvenuta.

2.3.6 Impatto sull'emissione Radio e X

Infine, se fosse presente un IMBH, verrebbe prodotta emissione di tipo Radio e X dal materiale accresciuto su di esso. Infatti l'accrescimento di materia porta alla produzione di una grande quantità di energia. Misurandola, quindi, si potrebbe risalire alla massa dell'eventuale buco nero centrale (Maccarone, 2004). Per quanto riguarda l'emissione X essa sarebbe potente, compatta e descritta da una legge di potenza associata alle regioni centrali; l'emissione Radio, invece, verrebbe rilevata dai getti relativistici.

Anche questo ultimo metodo descritto rivela, però, diverse incertezze. Come prima cosa, infatti, gli ammassi globulari sono quasi privi di gas e ciò implica che l'accrescimento sia possibile solo in presenza di una compagna da cui, appunto, poter accrescere materia. Inoltre, il meccanismo con cui questo avviene è tutt'ora poco chiaro e, infine, tali emissioni potrebbero essere prodotte anche da altri oggetti presenti negli ammassi globulari, quali SBH, stelle di neutroni e binarie X.

Pertanto, trovare buchi neri di questo genere risulta essere particolarmente complicato. Infatti, oltre alle diverse problematiche descritte è necessario che la spiegazione tramite IMBH, se esiste, sia la più naturale possibile.

Ciò che si spera è, quindi, di riuscire a trovare molteplici evidenze osservative all'interno di uno stesso ammasso in analisi.

Per quanto riguarda il caso specifico di questo elaborato si è cercata la presenza di un IMBH concentrandosi sull'evidenza osservativa legata al profilo di dispersione di velocità, approfondito nella prossima sezione 2.4.

2.4 Profilo di dispersione di velocità

Come è stato descritto nel paragrafo 2.3.2 la presenza di un IMBH produrrebbe una deviazione dal modello di King inducendo un comportamento di tipo Kepleriano sulle stelle nelle regioni centrali dell'ammasso. Per questo motivo il profilo di dispersione di velocità dovrebbe mostrare una cuspidale entro il raggio di influenza del buco nero (vedi 2.3.2).

In particolare si possono adottare tecniche differenti per misurare la dispersione di velocità delle stelle.

Un primo approccio consiste nel ricavare tale misura a partire da studi spettroscopici, i quali permettono di ottenere spettri a luce integrata o spettri di singole stelle.

In particolare, nel caso degli spettri a luce integrata si prende in esame l'allargamento delle righe. Infatti, tramite tali spettri si ottiene l'informazione complessiva della regione che si sta considerando e l'allargamento delle righe, in questo caso, è dovuto ai moti di tutte le stelle campionate lungo la linea di vista (moti random). Questo metodo, però, risente dell'effetto cosiddetto *shot bias noise*, a causa del quale il contributo dovuto alla presenza di stelle molto brillanti prevale e, pertanto, l'allargamento non è più dovuto alla luce delle stelle, ma è dominato dal segnale delle più brillanti. A causa di ciò il profilo di dispersione di velocità non risulta essere rappresentativo dell'ammasso.

Qualora, invece, si fosse in grado di risolvere le singole stelle, come nel caso degli ammassi globulari (vedi 1.1), si preferisce studiare la dispersione di velocità a partire dagli spettri delle singole stelle. Si può evitare, così, lo *shot bias noise* in quanto ogni stella contribuisce come tutte le altre. In questo caso l'approccio risulta essere difficile in quanto è necessaria alta statistica in regioni molto centrali dell'ammasso e, pertanto, molto dense. Sono necessari, quindi, strumenti che possano svolgere osservazioni multi-oggetto e ad alta risoluzione spaziale, per poter ottenere un'elevata statistica in tempi di osservazione ragionevoli.

Infine, per misurare la dispersione di velocità, si possono utilizzare i moti propri delle stelle e, quindi, considerare un approccio di tipo fotometrico. Si tratta, anch'esso, di un'analisi statistica e permette di ottenere misure di velocità anche per le stelle più deboli, per le quali

potrebbe non essere possibile acquisire spettri.

D'altra parte, però, questo approccio presenta diverse problematiche. Sono necessarie, infatti, osservazioni multi-epoche intervallate da periodi di tempo lunghi ($\sim 5 - 10$ yr) per poter misurare lo spostamento delle stelle nel piano del cielo; servono, poi, osservazioni ad alta risoluzione ed è necessario svolgere un'analisi astrometrica molto accurata. Inoltre, le osservazioni risultano essere difficili sia nelle regioni centrali, solitamente osservate tramite HST, sia nelle regioni più esterne, dove si utilizza GAIA.

Ad ogni modo, quindi, determinare la dispersione di velocità risulta complicato, soprattutto nelle regioni più centrali.

Sarebbe molto interessante, anche se altrettanto dispendioso, poter analizzare sia le velocità radiali che i moti propri delle stelle in modo da costruire mappe tridimensionali di velocità. A tal proposito la survey MIKIS (Ferraro et al., 2018) si propone di ottenere sia le velocità radiali che i moti propri delle stelle all'interno degli ammassi globulari in tutta la loro estensione.

2.5 Risultati osservativi

Nel seguente paragrafo vengono brevemente descritti i risultati osservativi ottenuti dalla ricerca relativa agli IMBH per quanto riguarda il caso particolare dell'ammasso ω Centauri e dell'ammasso NGC 6388.

2.5.1 ω Centauri

L'ammasso globulare ω Centauri è uno degli ammassi più peculiari, assieme a Terzan 5 e a Liller 1, tra gli ammassi globulari galattici. Si pensa, infatti, che esso sia ciò che rimane del nucleo di una galassia nana distrutta (Lee et al., 1999).

Grazie ad uno studio fotometrico e spettroscopico, ad opera di Noyola et al. (2008), sono state rilevate delle deviazioni centrali per quanto riguarda i profili di densità superficiale e di dispersione di velocità. Queste evidenze osservative hanno portato a ipotizzare la presenza di un IMBH al centro di tale ammasso. In particolare, si è concluso che il buco nero dovesse avere una $M \sim 4 \cdot 10^4 M_{\odot}$.

In seguito ω Centauri è stato analizzato nuovamente (Anderson & van der Marel, 2010) e da tale studio si è trovato un centro gravitazionale diverso da quello precedente. Di conseguenza è stato riscontrato un andamento piatto per entrambi i profili. In questo caso, quindi, si ottiene che il best-fit sia relativo al caso in cui l'ammasso non presenti un IMBH, o che la massa di tale buco nero, qualora esistesse, sia di $M \sim 4 \cdot 10^3 M_{\odot}$, ovvero un valore 10 volte inferiore rispetto a quanto trovato nello studio precedente.

Infine, a partire da osservazioni Radio ed X è emerso che non vi siano segnali significativi di emissioni relative alle zone centrali e che un eventuale buco nero debba avere $M_{BH} < 1000 - 5000 M_{\odot}$ (Lu & Kong, 2011; Haggard et al., 2013).

Pertanto si è concluso che sia più probabile che al centro dell'ammasso ω Centauri non sia presente alcun IMBH.

2.5.2 NGC 6388

Un secondo caso significativo nella ricerca di tali buchi neri riguarda l'ammasso NGC 6388. In un primo momento lo studio di Lanzoni et al. (2007) ha proposto la presenza di un IMBH di massa $5.7 \cdot 10^3 M_{\odot}$. Infatti, dalla combinazione dei dati HST e ESO-WFI è stata evidenziata la presenza di una cuspidale centrale, $r < 1''$, con $\alpha = -0.2$, la quale devia dal modello di King multi-massa, isotropo e sferico adottato per il profilo dell'ammasso.

Anche lo studio realizzato da Lützgendorf et al. (2011) ha portato alla conclusione che, al centro di tale ammasso, sia presente un IMBH con $M \sim 17 \cdot 10^4 M_{\odot}$. In particolare, Lützgendorf et al. (2011) ha eseguito uno studio basato su spettri integrati ottenuti tramite l'IFS di VLT/ARGUS e i dati di HST. A partire dallo shift delle righe spettrali essi hanno ottenuto le velocità radiali per ogni spaxel e, quindi, hanno ricavato una mappa di velocità, mostrata in figura 2.2. Per evitare, poi, gli effetti dovuti allo *shot bias noise* sono state escluse le regioni attorno alle stelle più brillanti, identificate dalle croci bianche presenti nella mappa riportata, in modo tale che esse non dominassero il segnale. Gli spaxel non esclusi, quindi, sono stati sommati e dall'allargamento delle righe è stata misurata la dispersione di velocità in intervalli a diversa distanza dal centro. È stato determinato, così, il profilo di dispersione di velocità, il quale mostra un andamento crescente con una $\sigma_0 \sim 23 - 25 \text{ km s}^{-1}$. In questo caso il modello di best-fit riporta un valore di massa per il buco nero di $\sim 17 \cdot 10^4 M_{\odot}$.

In seguito, NGC 6388 è stato ripreso in esame da Lanzoni et al. (2013), ma tale studio ha ottenuto risultati in contrasto con le analisi precedenti. I dati utilizzati, in questo caso, derivano da ESO-VLT/SINFONI per le regioni centrali e da ESO-VLT/FLAMES per le regioni esterne. Inoltre, le velocità sono state misurate per le singole stelle in modo da evitare completamente lo *shot bias noise*. Dal profilo di dispersione di velocità emerge, in questo caso, una dispersione di velocità $\sigma_0 \sim 13 - 14 \text{ km s}^{-1}$, incompatibile con la misura ricavata dall'allargamento delle righe di spettri a luce integrata. Inoltre, il profilo è ben descritto da un modello di King piatto al centro, ovvero un modello che non presenta un buco nero in tali regioni, o almeno con una massa inferiore a $\sim 2000 M_{\odot}$.

Una possibile spiegazione a questi risultati in contrasto tra loro potrebbe essere la sovrastima della dispersione di velocità in un caso e la sottostima di essa nell'altro.

Nel caso di Lützgendorf et al. (2011), infatti, l'utilizzo dello strumento ARGUS ha portato

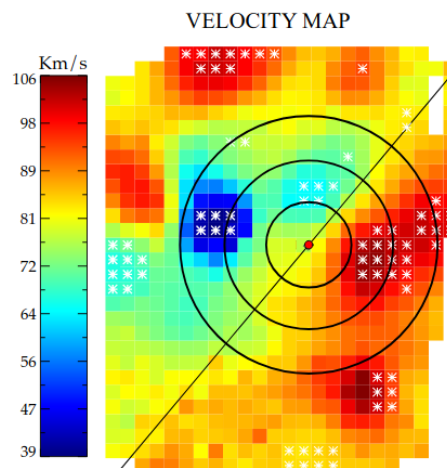


Figura 2.2: Mappa di velocità radiali di NGC 6388 ottenute tramite lo shift delle righe spettrali. Le croci bianche identificano gli spaxel in corrispondenza delle stelle più brillanti, le quali sono state escluse per evitare che dominassero il segnale a causa dello *shot bias noise* (Lützgendorf et al., 2011).

ad una correzione insufficiente per quanto riguarda il rumore. Esso, infatti, non possiede le ottiche adattive e, pertanto, è limitato dal seeing. Inoltre, sono stati misurati spettri a luce integrata e, quindi, affetti dallo *shot bias noise*. Questi fattori portano ad un allargamento delle righe più grande del dovuto e, quindi, ad una misura di dispersione di velocità più elevata. Di conseguenza, si ottiene una stima maggiore della massa per il buco nero centrale. Nel caso di Lanzoni et al. (2013), invece, sono stati misurati gli spettri singoli delle stelle, i quali possono essere fortemente contaminati dal background. Questo porta a misure di velocità radiali inferiori e, quindi, ad un valore di dispersione di velocità minore. Pertanto, in questo caso, la massa del buco nero centrale risulta essere sottostimata.

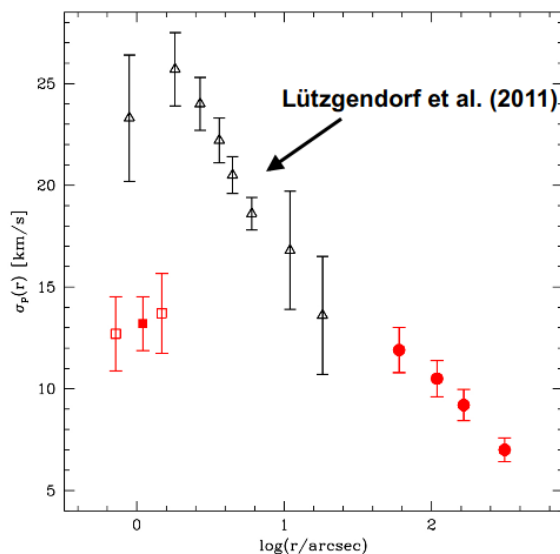


Figura 2.3: Profilo di dispersione di velocità di NGC 6388. In nero vengono riportati i valori trovati da Lützgendorf et al. (2011); in rosso, invece, vengono riportati i valori di Lanzoni et al. (2013). I due risultati sono contrastanti tra loro: nel primo caso viene previsto un IMBH con $M \sim 17 \cdot 10^3 M_{\odot}$, mentre il secondo caso non mostra la cuspidè centrale e, pertanto, non considera un buco nero nelle regioni centrali dell'ammasso.

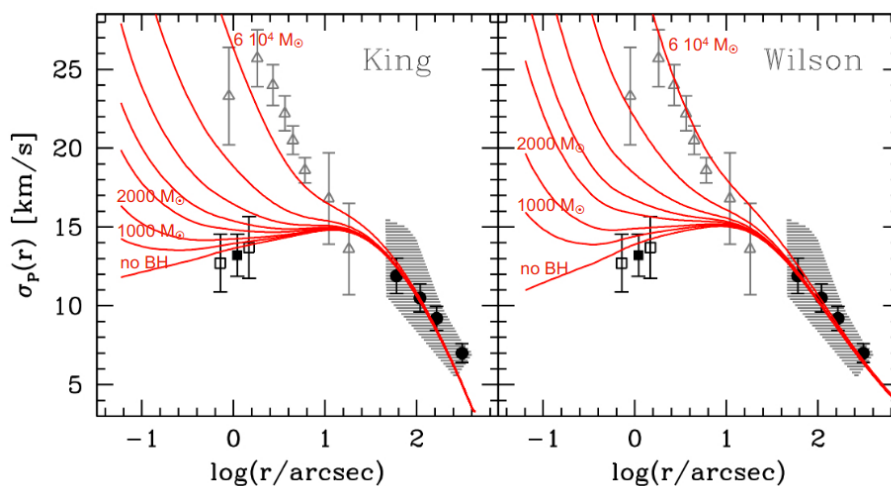


Figura 2.4: Profilo di dispersione di velocità osservato a confronto con i modelli: i punti neri sono relativi ai dati osservati di Lanzoni et al. (2013), mentre quelli grigi sono relativi ai dati osservati di Lützgendorf et al. (2011). Le linee rosse, invece, rappresentano diversi profili di dispersione di velocità teorici, ottenuti aggiungendo al modello di King considerato buchi neri centrali di diversa massa.

Capitolo 3

Strumentazione

Nel seguente capitolo vengono descritti gli strumenti e le tecniche con cui sono stati raccolti i dati analizzati in questo elaborato. In particolare si è utilizzato lo strumento SINFONI, montato sul telescopio YEPUN del Very Large Telescope, il quale si serve di spettroscopia a campo integrale e di ottiche adattive.

3.1 Very Large Telescope

Il Very Large Telescope (VLT) ¹ è attualmente il sito di osservazione più importante e avanzato al mondo. Si trova nel deserto di Atacama, in Cile, ed è composto da quattro telescopi principali (Unit Telescope, UT) e da quattro telescopi ausiliari mobili (Auxiliary Telescope, AT). I primi hanno specchi primari di 8.2 m di diametro, mentre i secondi sono più piccoli, con specchi primari di 1.8 m di diametro.

La configurazione ottica principale è di tipo Ritchey-Chretien, ma può operare anche nelle configurazioni Cassegrain, Nasmyth e Coudé.

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

Inoltre, le singole unità possono combinarsi tra loro per formare un interferometro, il VLTI, e sono dotate di ottiche adattive, in grado di correggere in tempo reale il fronte d'onda distorto a causa della presenza dell'atmosfera, come spiegato nel paragrafo 3.2.

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



Figura 3.1: Immagine dei telescopi del VLT, situati all'osservatorio del Paranal, in Cile (Credit: ESO).

3.2 Ottiche Adattive

Le seguenti informazioni riguardanti le ottiche adattive sono relative a [McLean \(2008\)](#).

È noto che l'immagine di una sorgente di tipo stellare, che dovrebbe essere puntiforme sul piano del rivelatore, viene deformata e allargata a causa dei fenomeni della diffrazione e del seeing. Il primo fenomeno dipende dal sistema ottico del telescopio e fa sì che la sorgente formi il cosiddetto disco di Airy, la cui dimensione angolare dipende dal diametro del telescopio (D) e dalla lunghezza d'onda di osservazione (λ) come:

$$\theta_{diff} \sim 1.22 \frac{\lambda}{D} \quad (3.1)$$

Nel caso dei telescopi aventi specchi primari di 8 m di diametro, come quelli del VLT descritti brevemente nel paragrafo 3.1, il limite di diffrazione risulta essere di ~ 0.057 arcsec, considerando una lunghezza d'onda di $\sim 2.2 \mu m$.

Il fenomeno del seeing, invece, è dovuto alla turbolenza atmosferica ed è ciò che limita fortemente le osservazioni da Terra. L'atmosfera, infatti, non è un mezzo uniforme: esso è caratterizzato da gradienti di temperatura che causano variazioni di densità e variazioni nell'indice di rifrazione in maniera casuale. Questo comporta spostamenti di grandi masse d'aria che deformano il fronte d'onda, il quale, dopo aver attraversato l'atmosfera terrestre, non sarà più coerente come in partenza.

L'immagine di una sorgente (originariamente) puntiforme risulterà, quindi, distribuita su una certa area.

L'importanza di tale fenomeno dipende dal *Parametro di Fried*:

$$r_0 \propto \lambda^{6/5} \quad (3.2)$$

dove r_0 indica la dimensione delle masse d'aria, responsabili del fenomeno. Si considera, infatti, r_0 come valore entro cui considerare trascurabile l'effetto della turbolenza. Si nota, inoltre, come tale dimensione tenda a crescere con la lunghezza d'onda e, pertanto, il seeing dovrebbe essere migliore alle lunghezze d'onda dell'infrarosso rispetto che a quelle visibili. Per un telescopio limitato dal seeing si può considerare che la risoluzione sia: $R \sim \lambda/r_0$. Considerando ancora una volta un telescopio del VLT, con $\lambda \sim 2.2 \mu m$ e $r_0 \sim 60$ cm, si ritrova $R \sim 1''$, molto peggiore rispetto alla risoluzione che si può raggiungere considerando solo il limite di diffrazione. Pertanto, se si considerano le osservazioni svolte da Terra il seeing costituisce l'effetto dominante.

Un altro parametro importante da considerare è il tempo di coerenza t_0 : esso rappresenta il tempo entro cui il fronte d'onda si può considerare invariato. Esso è descritto dalla seguente formula:

$$t_0 \sim r_0/v \quad (3.3)$$

dove r_0 , ancora una volta, è la dimensione delle masse d'aria che generano la turbolenza e v è la velocità media nei diversi strati dell'atmosfera.

Le ottiche adattive hanno come scopo quello di correggere in tempo reale il fronte d'onda distorto a causa dell'atmosfera. Esse permettono, così, ai grandi telescopi ground-based di ottenere una risoluzione angolare il più possibile vicino al limite di diffrazione e raggiungere risoluzioni spaziali paragonabili a quelle dei telescopi spaziali (Babcock, 1953).

Le componenti principali di un sistema di ottiche adattive sono:

- uno specchio deformabile;
- un sensore di lunghezza d'onda;
- un Real Time Computer.

In figura 3.2 viene rappresentato uno schema del loro funzionamento (McLean, 2008).

Sul telescopio arriva il fronte d'onda modificato che viene raccolto e collimato dallo specchio primario su uno specchio secondario. Questo è in grado di deformarsi per poter compensare e annullare le distorsioni dovute all'atmosfera. In particolare, parte della radiazione incidente viene indirizzata sul sensore di lunghezza d'onda che memorizza le distorsioni e tramite il Real Time Computer manda, iterativamente, gli input necessari per deformare lo specchio e rendere il fronte d'onda il più piatto possibile.

Per correggere l'osservazione del target scientifico, inoltre, il monitoraggio delle deformazioni atmosferiche viene fatto su una sorgente di riferimento con caratteristiche note. Per poter applicare delle correzioni adeguate è necessario che tale sorgente, chiamata Natural Guide Star, sia sufficientemente brillante e vicina al target per lo strumento utilizzato. La

seconda richiesta è importante ai fini di poter considerare le variazioni atmosferiche analizzate per la sorgente di riferimento analoghe a quelle per il target.

Non sempre, però, nel campo di vista sono presenti sorgenti che soddisfano i requisiti: si parla di "poor coverage" per le Natural Guide Star. Pertanto, oltre alle stelle naturali, si utilizzano le Laser Guide Star, ovvero stelle guida artificiali riprodotte tramite l'utilizzo di un laser a 589 nm e ad un'altitudine compresa tra 15-100 Km (Foy & Labeyrie, 1985).

Questo ha permesso di ampliare notevolmente l'utilizzo delle ottiche adattive e rendere, così, sempre più performanti i telescopi ground-based.

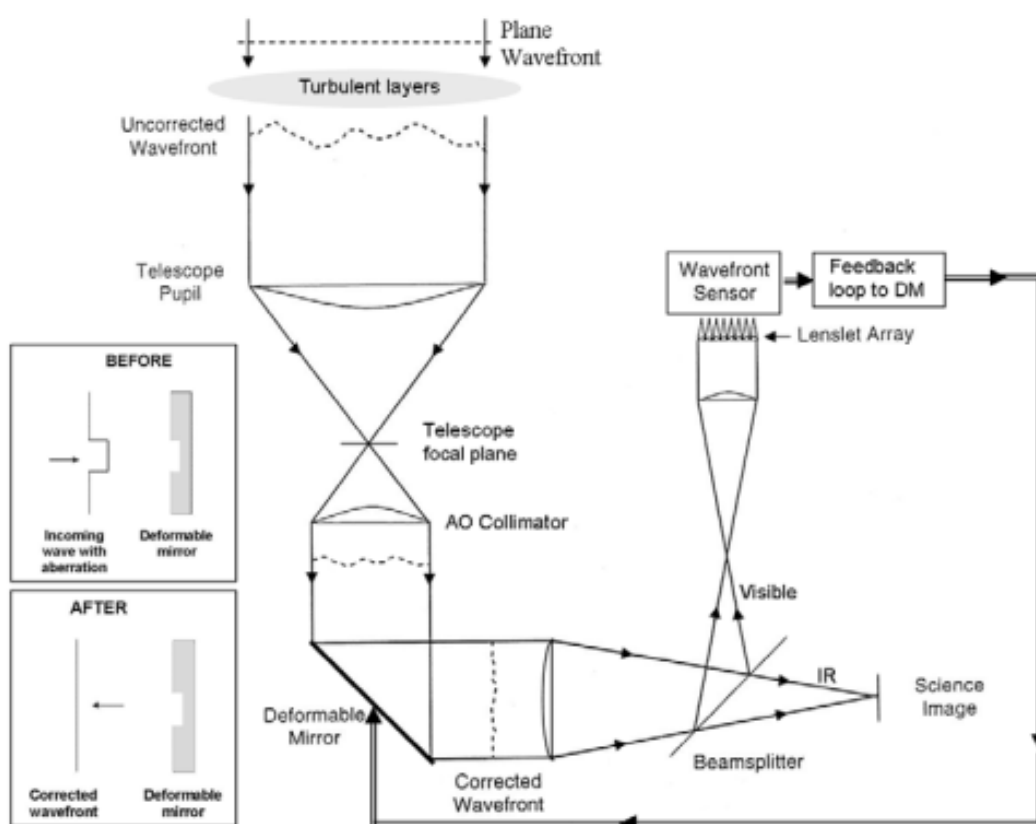


Figura 3.2: Schema delle componenti e del funzionamento di un sistema di ottiche adattive (McLean, 2008).

Infine, per valutare la qualità di un'immagine ottenuta tramite l'utilizzo di ottiche adattive si considera il Rapporto di Strehl (Strehl Ratio), il quale viene definito come il rapporto tra l'intensità al picco del disco dovuto alle aberrazioni, quali il seeing, e l'intensità al picco del disco di Airy teorico dovuto alla diffrazione. Tanto più il valore è vicino all'unità e tanto più la qualità dell'immagine è buona.

3.3 Spettroscopia a campo integrale

Molti strumenti del VLT utilizzano la spettroscopia a campo integrale (Integral Field Spectroscopy, IFS). Essa viene chiamata anche spettroscopia 3D ed è una tecnica che permette di compiere osservazioni in tre dimensioni e ottenere simultaneamente informazioni di tipo fotometrico e spettroscopico. In questo consiste la differenza sostanziale rispetto alla spettroscopia a fibre e alla spettroscopia long slit (2D). In particolare, la spettroscopia 3D permette di ottenere spettri sull'intera area di cielo osservata, mentre la spettroscopia 2D permette di ottenere spettri lungo la sola direzione spaziale in cui è disposta la fenditura. Utilizzando un IFS si ricavano, quindi, cubi di dati, come mostrato in figura 3.3, che contengono informazioni spaziali e spettrali contemporaneamente. In particolare, il cubo di dati è descritto da due coordinate spaziali, X e Y, e da una coordinata spettrale, Z. Pertanto, lungo le direzioni X e Y viene campionata l'area di cielo, mentre lungo la direzione Z vengono campionati i conteggi in funzione della lunghezza d'onda. Inoltre, nel caso della spettroscopia a campo integrale, una volta ottenuto il cubo di dati, ogni elemento spaziale viene chiamato pixel spaziale (spaxel) per differenziarlo dai pixel del rivelatore. In particolare, si ottiene uno spettro per ogni pixel del campo di vista e questo risulta utile soprattutto quando si vuole osservare una sorgente estesa. In questo modo si riduce il tempo di osservazione rispetto alla spettroscopia long slit, la quale, per ottenere le stesse informazioni, dovrebbe ripetere le osservazioni più volte.

Inoltre, un IFS, se utilizzato con il supporto delle ottiche adattive come nel caso di SINFONI, permette di osservare regioni estremamente dense, come le regioni centrali degli ammassi globulari.

Sono diversi, quindi, i vantaggi che la spettroscopia a campo integrale introduce rispetto alla spettroscopia 2D. D'altro canto, però, a differenza di tale tecnica, la spettroscopia 2D permette di ottenere alta risoluzione spettrale.

3.3.1 Spettrografi a campo integrale

Uno spettrografo a campo integrale è uno strumento complesso, solitamente costituito da due componenti: uno spettrografo standard e un sistema ottico, chiamato Integral Field Unit (IFU).

Lo scopo dell'IFU è quello di raccogliere sul piano focale del telescopio la radiazione proveniente dal campo di vista osservato e disperderla per poi focalizzarla sul rivelatore presente all'interno dello spettrografo.

Esistono tre configurazioni ottiche diverse per gli IFU, in base a come essi riorganizzano la radiazione che raccolgono:

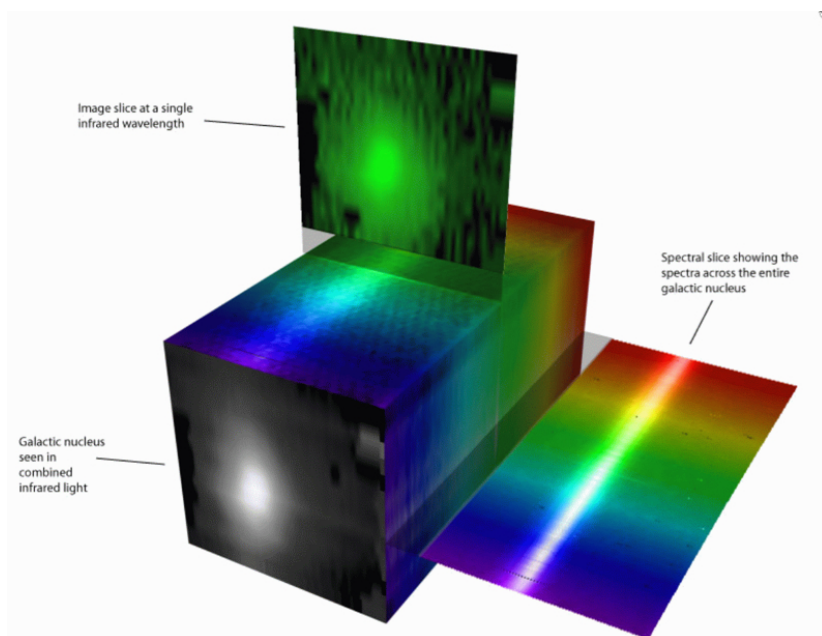


Figura 3.3: Esempio di data-cube: lungo la direzione X e Y viene campionando il campo di vista, lungo la direzione Z vengono campionati i conteggi in funzione della lunghezza d'onda. Si ottengono contemporaneamente, quindi, informazioni spaziali e spettrali. In alto viene mostrata una singola slice del cubo ad una λ fissata. A destra, invece, viene mostrata una slice spettrale, che mostra lo spettro della sorgente intera (Credit: Stephen Todd (ROE) and Douglas Pierce-Price (JAC)).

- **Matrice a microlenti** (microlence array, MLA): un sistema di lenti collima la radiazione proveniente da ogni elemento del piano focale in un punto diverso. Da qui la luce viene dispersa e poi focalizzata sul rivelatore all'interno dello spettrografo presente nello strumento. In questo modo viene prodotto uno spettro per ogni microlente presente e, pertanto, la copertura spaziale sarà buona, a differenza di quella spettrale. Lo svantaggio principale, infatti, consiste in una limitata copertura spettrale, ai fini di evitare la sovrapposizione degli spettri provenienti da regioni spaziali adiacenti nell'immagine (Bacon et al., 1995; Lee et al., 2001).
- **Fibre ottiche**: in questo caso, per campionare la regione di cielo, viene utilizzato un fascio di fibre ottiche, il quale trasferisce la radiazione dal piano focale direttamente allo spettrografo. Si ottiene, così, un numero di spettri pari al numero di fibre utilizzate. Le fibre sono flessibili, pertanto, possono essere disposte in modo da non far sovrapporre gli spettri rendendo possibile, così, una copertura spettrale maggiore rispetto al caso precedente. Lo svantaggio, però, è che in questo caso il campionamento spaziale non è ottimale a causa della sezione circolare della fibra. Si può ovviare il problema aggiungendo una matrice di lenti al fascio di fibre, la quale raccoglie e collima in punti diversi la radiazione garantendo, in questo modo, anche la copertura

spaziale (Allington-Smith et al., 2002; Barden & Wade, 1988).

- **Image-slicer:** in questo caso il campo di vista osservato viene suddiviso in strisce sottili (slices) da uno specchio segmentato, il quale riflette la radiazione incidente in direzioni differenti. È presente, poi, un altro sistema di specchi che raccoglie tale radiazione e la riflette verso lo spettrografo, allineandola per simulare la presenza di una fenditura. Questo utilizzo del rivelatore permette di avere una buona risoluzione sia spaziale che spettrale, dal momento che non sono presenti spazi vuoti tra i segmenti dello specchio e che non si ottengono spettri sovrapposti. In particolare la risoluzione spaziale in una direzione è data dalla PSF dello strumento e nell'altra direzione è determinata dalla larghezza della slice. Un altro vantaggio consiste nel non utilizzare lenti ed evitare, così, aberrazioni cromatiche (Content, 1997; Vivès & Prieto, 2005).

Quest'ultima configurazione ottica descritta è maggiormente utilizzata in regioni infrarosse dello spettro e anche l'IFS utilizzato da SINFONI fa uso di un image-slicer. Lo strumento SINFONI verrà descritto più approfonditamente nel paragrafo 3.4.

In figura 3.4 viene riportato uno schema riassuntivo delle tre configurazioni possibili descritte.

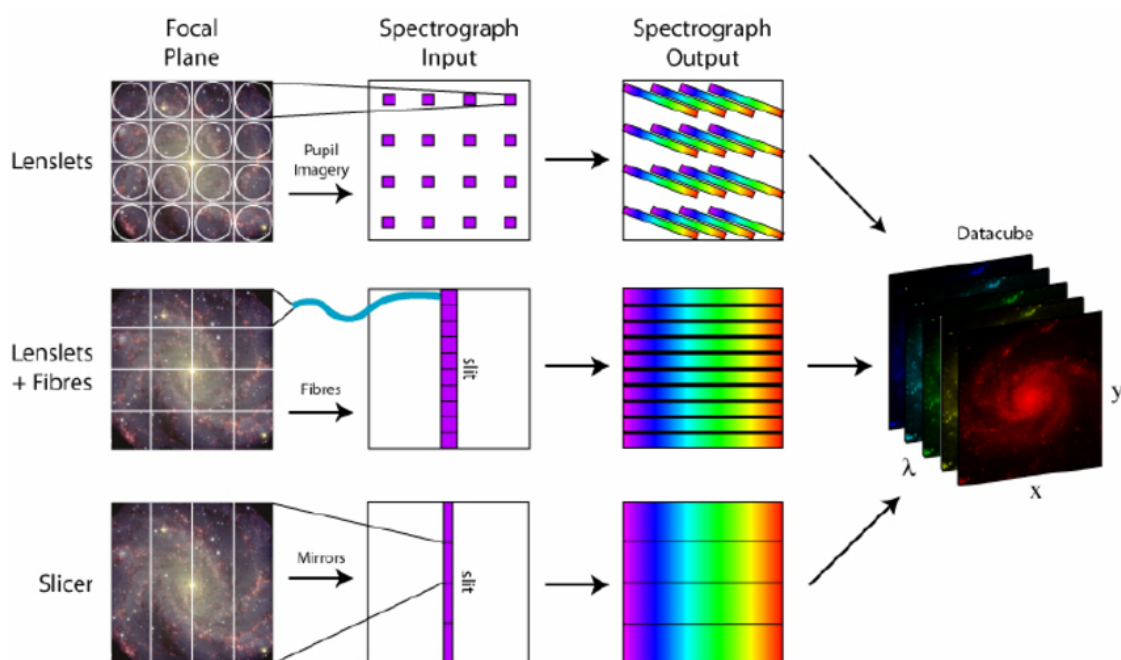


Figura 3.4: Schema riassuntivo delle tre configurazioni ottiche possibili per l'IFU e del loro funzionamento: in alto si ha il caso del microlente array; al centro il caso delle fibre ottiche con aggiunta di lenti; in basso viene mostrato il caso dell'Image-slicer (Credit: M. Westmoquette, adapted from Allington-Smith et al. 1998).

3.4 SINFONI

SINFONI (SINgle Far Object Near-infrared Investigation) è uno spettrografo a campo integrale (vedi paragrafo 3.3.1) che osserva nel vicino infrarosso (NIR, 1.1-2.45 μm) e che fa uso di ottiche adattive (vedi paragrafo 3.2). È montato sul fuoco Cassegrain del telescopio YEPUN del VLT-UT4, all'osservatorio del Paranal, in Cile (vedi paragrafo 3.1). Lo strumento, è formato da due componenti principali: il modulo per l'ottica adattiva "SINFONI-AO" e l'IFU "SPIFFI".

Per le seguenti sezioni si sono utilizzate informazioni contenute in ESO-SINFONI ², VLT SINFONI user manual ³ e Eisenhauer et al. (2003).

3.4.1 Modulo SINFONI-AO

Come descritto nel paragrafo 3.2 le ottiche adattive sono progettate ai fini di correggere la turbolenza atmosferica, migliorando la risoluzione spaziale del telescopio. Il funzionamento generale del modulo per le ottiche adattive SINFONI-AO è analogo a quello già descritto nel paragrafo 3.2.

In figura 3.5 viene rappresentato lo schema del funzionamento di tale modulo.

La radiazione incidente viene raccolta dallo specchio primario piatto e collimata verso uno specchio parabolico. In seguito essa arriva sullo specchio deformabile, reso tale da 60 "attuatori". Questo specchio indirizza il fronte d'onda verso un dicroico, il quale separa la radiazione in due fasci distinti: uno che contiene la componente visibile e l'altro con la componente infrarossa. La prima viene diretta verso il sensore di lunghezza d'onda, mentre la seconda viene indirizzata allo spettrografo SPIFFI.

Il sensore analizza e quantifica la distorsione sul fronte d'onda della stella di riferimento, che a seconda dei casi può essere una Natural Guide Star o una Laser Guide Star, e calcola in tempo reale la correzione da applicare allo specchio deformabile. In particolare, questo passaggio viene fatto tramite una serie di 60 microlenti, 60 fibre ottiche e un detector di 60 fotodiodi. Questi ultimi, avendo un processo di lettura molto rapido, sono utili a rendere l'intero processo più efficace: il campionamento viene svolto 420 volte al secondo. A questo punto l'input della correzione viene trasmesso allo specchio deformabile tramite un Real Time Calculator e lo spettrografo riceve la radiazione riprocessata da analizzare. In questo modo si ottiene l'immagine corretta.

In particolare, si riescono ad ottenere immagini vicino al limite di diffrazione, migliorando di molto la risoluzione. L'efficacia del sistema a ottiche adattive, però, dipende da diversi

²<http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/decommissioned/sinfoni.html>

³[http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/decommissioned/sinfoni/doc/VLT – MAN – ESO – 14700 – 3517_v100.0.pdf](http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/decommissioned/sinfoni/doc/VLT%20MAN%20ESO%2014700%203517_v100.0.pdf)

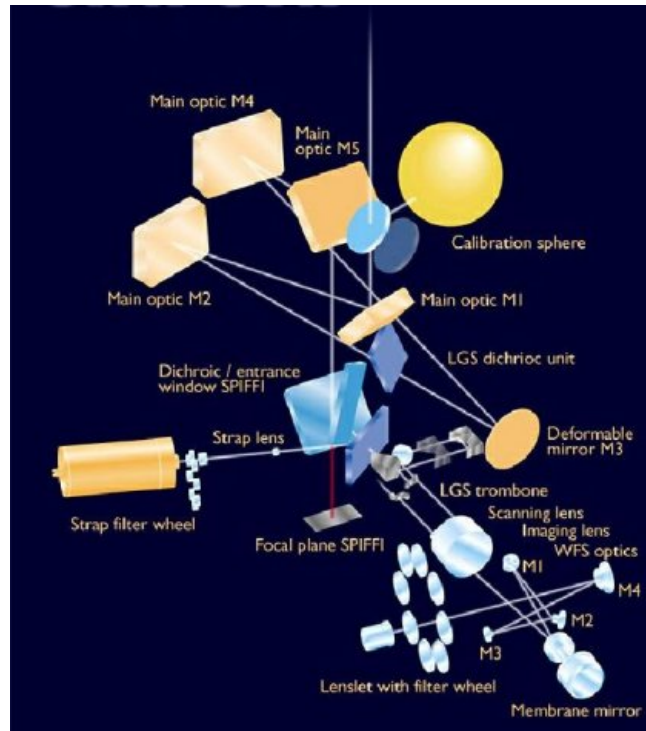


Figura 3.5: Schema del funzionamento del modulo SINFONI-AO per le ottiche adattive (Hubin et al., 2003).

fattori. Tale metodo, infatti, non riesce a raggiungere un buon risultato qualora il seeing sia molto elevato. Inoltre, sono fondamentali un buon campionamento temporale in termini di frequenza, un elevato numero di specchi e una buona stella di riferimento su cui calcolare le correzioni da applicare. Nel caso particolare di SINFONI tale stella deve avere una magnitudine $R < 12$ e trovarsi entro $10''$ dal target.

In tabella 3.1 vengono riportati i valori del Rapporto di Strehl, descritto nel paragrafo 3.2, per quanto riguarda SINFONI, al variare del filtro considerato e della magnitudine della stella guida. Tali valori si riferiscono a condizioni in cui il seeing è pari a $0.65''$ (Eisenhauer et al., 2003).

	10 Mag	12 Mag	14 Mag	16 Mag	18 Mag
Banda K	58 %	56 %	44 %	22 %	5 %
Banda H	38 %	35 %	24 %	7 %	
Banda J	19 %	16 %	8 %		

Tabella 3.1: In tabella vengono riportati i valori del Rapporto di Strehl per quanto riguarda SINFONI, al variare del filtro considerato e della magnitudine della stella guida. Tali valori si riferiscono a condizioni in cui il seeing è pari a $0.65''$ (Eisenhauer et al., 2003).

3.4.2 Spettrografo SPIFFI

Lo spettrografo SPIFFI (SPectrometer for Infrared Faint Field Imaging) è costituito da diverse componenti posizionate su un supporto di 1.3 m di diametro e raffreddato alla temperatura dell'Azoto liquido in modo da ridurre il background termico dovuto allo strumento.

Le singole componenti sono descritte di seguito e riportate in figura 3.6:

- Un modulo di pre-ottiche: consiste in una doppia lente che collima il fascio infrarosso. Essa ha il compito di rimuovere il background termico dovuto allo strumento e presenta un sistema di lenti che consente di scegliere la dimensione dello spaxel e, quindi, la dimensione angolare del campo di vista dell'immagine. Ci sono diverse configurazioni che lo strumento può attuare, riportate in tabella 3.2.

FoV	Scala [mas]	Modalità
8" x 8"	250	noAO
3" x 3"	100	NGS
0.8" x 0.8"	25	NGC

Tabella 3.2: In tabella vengono riportati i valori relativi alle diverse configurazioni che lo spettrometro SPIFFI può attuare.

- Un image slicer: è costituito da uno small slicer e da un big slicer. Il primo è caratterizzato da 32 specchi piani che separano la radiazione, qui focalizzata dalle pre-ottiche, e la indirizzano in diverse direzioni; il secondo è formato da altri 32 specchi che collimano la luce in modo da creare una fenditura artificiale di 31 cm, chiamata pseudo-slit, i cui elementi sono le slitlets. La pseudo-slit disperde la radiazione che la attraversa.
- Una ruota di grating: lo strumento utilizza quattro filtri: J, H, K, H+K, i quali coprono finestre atmosferiche diverse e le cui caratteristiche principali vengono riportate in tabella 3.3. Ognuno ha una dispersione diversa e per questo mostrano diverse risoluzioni spettrali.
- Un collimatore: costituito da tre specchi, uno sferico e due ellissoidali, che collima sul detector la radiazione dispersa dalla fenditura.
- Un rivelatore: consiste in una camera spettrometrica, una Rockwell 2k×2k pixel Hawaii 2RG array, con 64 pixel associati ad ognuna delle 32 slice. Pertanto si ottengono $32 \times 64 = 2048$ spettri distinti della sorgente osservata.

Filtro	λ_c [μm]	Range λ [μm]	Dispersione [$nm\ pix^{-1}$]	Risoluzione	FWHM [pix]
J	1.25	1.10 - 1.40	0.15	2000	4
H	1.65	1.45 - 1.85	0.20	3000	3
K	2.20	1.95 - 2.45	0.25	4000	2
H + K	1.95	1.45 - 2.45	0.50	1500	2

Tabella 3.3: In tabella vengono riportate alcune caratteristiche dei quattro filtri dello spettrometro SPIFFI.

È possibile, quindi, tramite l'utilizzo di questo strumento, ottenere un cubo di dati, il quale contiene l'informazione spaziale e spettrale contemporaneamente, come descritto nel paragrafo 3.3 e in 3.3.1.

In figura 3.7 viene riportato uno schema di come funziona lo spettrografo SPIFFI.

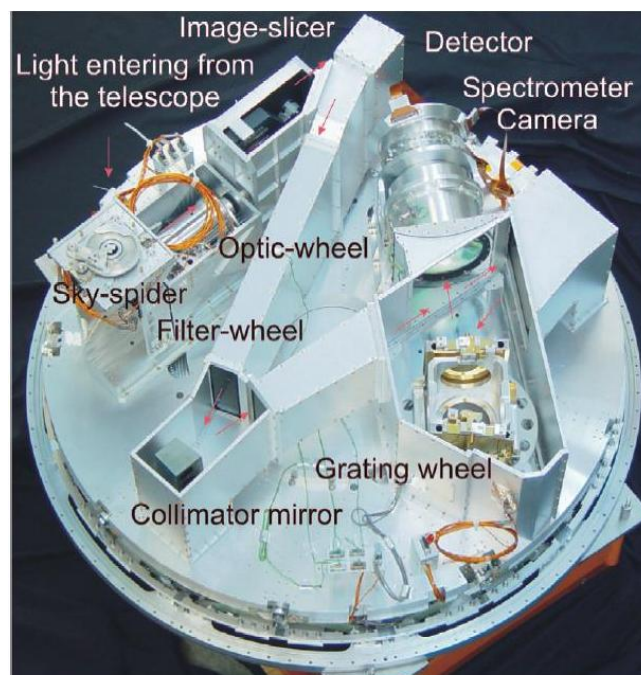


Figura 3.6: Componenti dello spettrografo a campo integrale SPIFFI, presente nello strumento SINFONI (Credit: ESO).

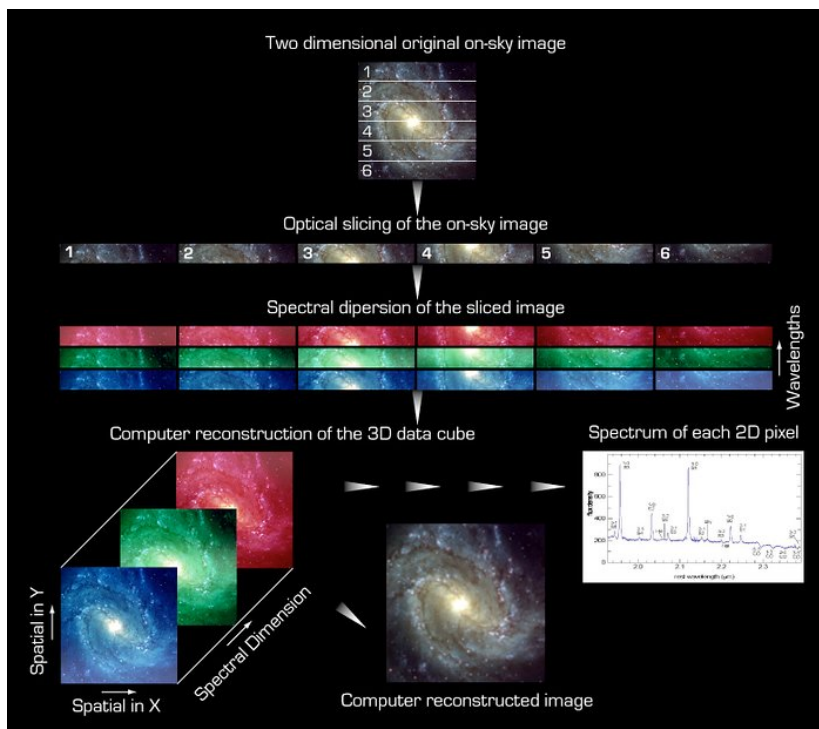


Figura 3.7: Schema riassuntivo del funzionamento dello spettrografo a campo integrale SPIFFI (Credit: ESO).

Ai fini del lavoro di questa tesi, inoltre, sono stati considerati anche dati provenienti da altri due strumenti presenti al VLT: MUSE e FLAMES.

MUSE (Multi Unit Spectroscopic Explorer)⁴ è uno spettrografo a campo integrale montato sul fuoco Nasmyth dell'UT4 del VLT ed opera nel range del visibile (480 - 930 nm), con una risoluzione media $R \sim 3000$. Lo strumento è stato utilizzato con la configurazione Wide Field Mode, la quale ricopre un campo di vista di 1 arcmin di diametro e, in questo caso specifico, è assistita da moduli di ottica adattiva. I dati a disposizione derivano dal programma di osservazione 60.A-9184(A), PI: Ferraro.

FLAMES (Fibre Large Array Multi-Element Spectrograph)⁵, invece, è uno spettrografo multi-oggetto montato sull'UT2 del VLT, ricopre un campo di vista di 25 arcmin di diametro ed è costituito da 132 fibre utilizzate da altri due spettrografi: UVES e GIRAFFE. In particolare, GIRAFFE consente di osservare contemporaneamente un massimo di 130 oggetti, con spettri a risoluzione medio-alta (tipicamente da $R \sim 5000$ fino a $R \sim 30000$). UVES, invece, permette di ottenere spettri ad alta risoluzione ($R \sim 47000$), ma può osservare fino a un massimo di 8 oggetti alla volta. In questo caso i dati derivano dal seguente programma: ESO Large program 193.D-0232, PI: Ferraro.

⁴<https://www.eso.org/sci/facilities/develop/instruments/muse.html>

⁵<https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/instruments/flames.html>

Capitolo 4

Dataset e Preriduzione dati

4.1 L'ammasso globulare NGC 6441

L'ammasso globulare NGC 6441 è stato scoperto dall'astronomo James Dunlop nel 1826 ed è localizzato nella costellazione dello Scorpione, ad una distanza di circa 11.6 kpc dal Sole e circa 3.9 kpc dal centro galattico. Ha un'età di circa 13.5 Gyr ed è tra gli ammassi più metal-rich della nostra Galassia, avendo $[Fe/H] = -0.50 \pm 0.02$ (Origlia et al., 2008). Inoltre, la sua composizione chimica risulta "alpha-enhanced", avendo $[\alpha/Fe]=0.28 \pm 0.02$ (Origlia et al., 2008). In tabella 4.1 vengono riportati i principali parametri dell'ammasso.

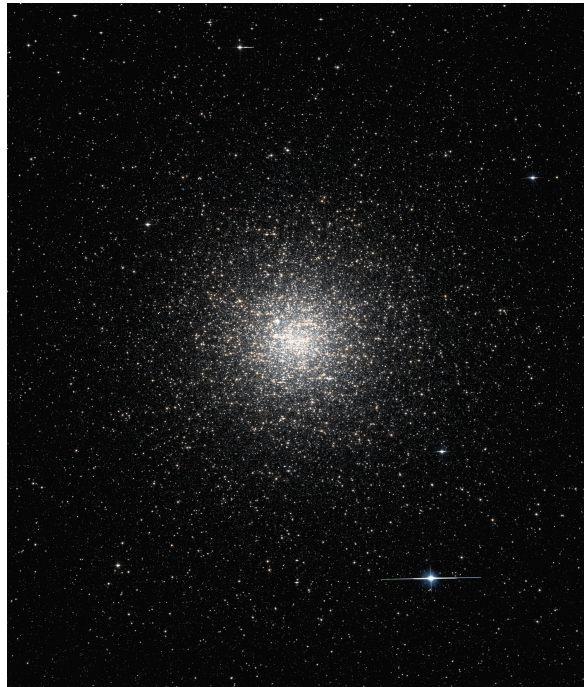


Figura 4.1: Immagine HST di NGC 6441 (Credit: NASA/ESA/Hubble).

Parametri fondamentali di NGC 6441	
RA	17:50:13.06
Dec	-37:03:05.2
Distanza dal Sole	11.6 kpc
Dist. dal centro Gal.	3.9 kpc
Vel. sistemica media	16.5 km s ⁻¹
Dispersione di velocità	18.0 km s ⁻¹
Età	13.5 Gyr
Tempo di rilassamento	~ 1 Gyr
E(B-V)	0.47
Magnitudine V integrata	7.15
Tipo spettrale	G2
Concentrazione	1.74
Raggio di core	0.13 arcmin
Raggio di metà luce	0.57 arcmin
[Fe/H]	-0.50 ± 0.02
[O/Fe]	+0.27 ± 0.02
[α/Fe]	+0.28 ± 0.02
[C/Fe]	-0.45 ± 0.06
¹² C/ ¹³ C	≈ 5.4 ± 0.9

Tabella 4.1: Principali parametri dell'ammasso globulare NGC 6441 (Harris, 1996b). Metallicità e abbondanze chimiche sono da Origlia et al. (2008). Le quantità [C/Fe] e ¹²C/¹³C sono valori medi misurati per le stelle post-RGB Bump.

4.2 Osservazioni

I dati dell'ammasso NGC 6441 utilizzati in questo lavoro di tesi appartengono a due programmi osservativi diversi: i primi sono stati acquisiti a luglio 2014 e fanno parte del programma 093.D-0319(A) intitolato "Cosmic-Lab: inner velocity dispersion and rotation profiles of five concentrated globular clusters from the radial velocities of individual stars" (PI:Lanzoni); i secondi, invece, sono stati acquisiti tra maggio e agosto 2015 e appartengono al programma 195.D-0750(A) dal titolo "Unveiling the kinematics in the core of high-density globular clusters with SINFONI" (PI: Ferraro). L'interesse principale di tali osservazioni è rivolto allo studio della cinematica e dinamica delle regioni più centrali degli ammassi globulari ad alta densità.

I dati sono stati acquisiti tramite lo spettrografo SINFONI: un IFU ad alta risoluzione che utilizza le ottiche adattive, montato sul telescopio YEPUN (VLT-UT4) all'ESO Paranal Observatory, descritti nel capitolo 3.

Si ha a disposizione un mosaico composto dai dati di 8 campi di vista, riguardanti le regioni più centrali dell'ammasso. In particolare si hanno 3 puntamenti High Resolution (HR), parzialmente sovrapposti, i quali coprono un campo di vista di 3" x 3", con dimensione dello spaxel 50 mas × 100 mas, e 5 puntamenti Low Resolution (LR) che coprono un campo di vista di 8" x 8", con dimensione dello spaxel 125 mas × 250 mas (vedi le configurazioni strumentali descritte nella sezione 3.4). In tabella 4.2 vengono riportate le coordinate (RA e Dec), la data, l'ora e il tempo di esposizione relativi ai singoli campi, mentre la loro copertura spaziale è mostrata nella mappa riportata in figura 4.2.

Campo	RA	Dec	Data	UT	Exptime
HR	17:50:13	-37:03:06	2014/07/16	04:33:24	30.000 sec
HRC	17:50:13	-37:03:05	2015/08/23	01:45:31	60.000 sec
HRE1	17:50:12	-37:03:06	2015/05/18	07:03:34	30.000 sec
HRE2	17:50:12	-37:03:06	2015/05/19	04:58:36	30.000 sec
LRN	17:50:12	-37:03:00	2015/05/19	06:18:30	30.000 sec
LRNE	17:50:13	-37:03:00	2015/05/29	04:41:32	30.000 sec
LRE	17:50:12	-37:03:10	2015/06/24	01:41:19	30.000 sec
LRSE	17:50:13	-37:03:08	2015/06/19	07:21:14	20.000 sec
LRS	17:50:12	-37:03:11	2015/08/17	23:40:42	30.000 sec

Tabella 4.2: In tabella si riporta per ogni puntamento analizzato: nome, coordinate (RA e Dec), data, UT e tempo di osservazione.

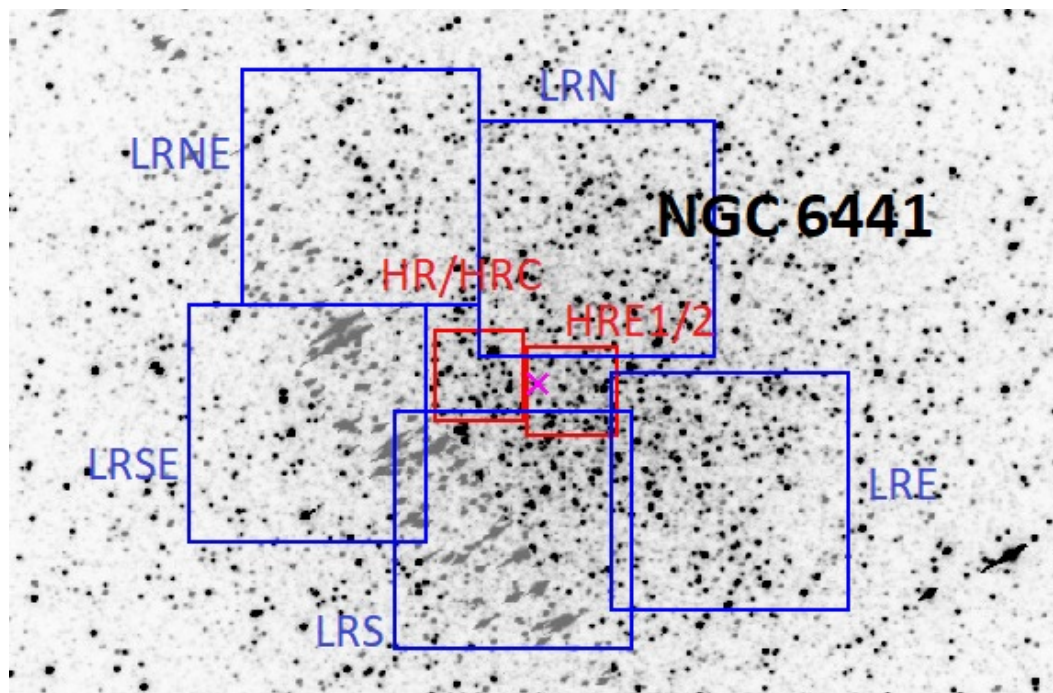


Figura 4.2: In figura viene mostrata un'immagine HST - ACS/WFC - F606W (\sim filtro V) dell'ammasso NGC 6441 con sovrapposte le posizioni dei campi di vista osservati con SINFONI. In blu vengono riportati i campi a bassa risoluzione: LRN, LRNE, LRE, LRSE, LRS; in rosso i campi ad alta risoluzione: HR, HRC, HRE1, HRE2. La croce corrisponde al centro gravitazionale dell'ammasso globulare.

I singoli puntamenti sono stati identificati dalla sigla della configurazione strumentale utilizzata e dalla loro posizione relativa al centro dell'ammasso¹.

Inoltre, per effettuare le osservazioni, è stato utilizzato il grating K, nel range $1.95 - 2.45 \mu\text{m}$ e con $R = 4000$. Nella regione spettrale considerata l'emissione del cielo diventa significativa, spesso dominante sull'emissione delle stelle. Per questo motivo è necessario osservare una regione di cielo ogniqualvolta si osservi un oggetto, così da poter sottrarre il suo contributo. Pertanto, le osservazioni sono state svolte usando la sequenza oggetto-ciolo-ciolo-oggetto, ripetuta tre volte. Ogni puntamento comprenderà, quindi, 6 esposizioni dell'ammasso e 6 di una regione esterna. Il cielo, infatti, viene osservato in una regione abbastanza lontana dal target, a circa 2 arcmin da esso. In questo modo è possibile sottrarre il contributo del background alle osservazioni scientifiche in maniera adeguata.

Le osservazioni, inoltre, sono state effettuate applicando un pattern di dithering, il quale prevede che venga introdotto un offset di qualche frazione di pixel tra un'esposizione e la

¹Durante la preparazione delle osservazioni è stato erroneamente associato il nome LRE al campo che, in realtà, sarebbe dovuto essere LRW. Tuttavia, per coerenza con le osservazioni, nel lavoro di tesi si è adottata tale notazione.

successiva. Il vantaggio consiste nel far sì che una stella non capiti sempre all'interno dello stesso pixel, in modo da non perdere la sua informazione qualora esso sia danneggiato. L'altro vantaggio consiste nel campionare meglio la psf, in quanto essa viene ricostruita in maniera leggermente diversa ad ogni esposizione.

4.3 Preriduzione dati

La preriduzione dei dati è stata svolta tramite l'uso di EsoReflex², un'interfaccia grafica che gestisce l'esecuzione della pipeline EsoRex sviluppata dall'ESO per i suoi strumenti. Essa è costituita da un insieme di recipes, le quali identificano e classificano sia i dati scientifici che i dati di calibrazione associati ad essi ed effettuano delle correzioni preliminari ai dati. Tali recipes vengono eseguite in ordine logico svolgendo, così, la preriduzione dei dati in esame in maniera automatica.

In particolare le correzioni effettuate sono³:

- Bad pixel map: mappa contenente i bad pixel;
- Dark frame: immagini ottenute ad otturatore chiuso e legate al rumore termico ed elettronico della strumentazione;
- Flat field: immagini che evidenziano la diversa risposta e sensibilità dei pixel alla radiazione incidente;
- Fiber frame: immagini ottenute illuminando la prima colonna di ogni slice con una fibra. Servono per considerare le distorsioni ottiche;
- Arc lamp frame: immagini acquisite illuminando il detector ad otturatore chiuso con una lampada, come può essere quella ad Argon-Neon. Le seguenti immagini vengono utilizzate nella calibrazione in lunghezza d'onda;
- Sky frame: immagini relative ad una porzione di cielo sufficientemente lontana dal target. Servono per rimuovere il contributo del cielo nel vicino infrarosso;
- Standard star frame: immagini di una stella standard di riferimento (spesso una stella calda e brillante, in modo da non avere righe fotosferiche). Questa viene utilizzata per rimuovere gli assorbimenti atmosferici, in quanto essa non presenta quelli relativi alla sua fotosfera;

²<https://www.eso.org/sci/software/esoreflex/>

³<http://www.eso.org/sci/facilities/paranal/decommissioned/sinfoni/doc/VLT-MAN-ESO-14700->

- Science frame: immagini del target scientifico.

In questo modo è possibile utilizzare i dati per l'analisi scientifica.

4.4 Correzione eliocentrica

Ai fini dell'analisi successiva, inoltre, è necessario considerare il fatto che la Terra abbia un moto relativo attorno al Sole, chiamato velocità eliocentrica. Pertanto, dato che le osservazioni sono state svolte in diversi momenti temporali e, quindi, in differenti punti dell'orbita terrestre, esse non possiedono tutte lo stesso valore di velocità eliocentrica. È importante, quindi, considerare tale correzione in modo da riportare tutte le misure di velocità radiali ad uno stesso sistema di riferimento.

In tabella 4.3 vengono riportati tali valori per i singoli puntamenti considerati nell'analisi successiva.

Campo	Velocità Eliocentrica [km s ⁻¹]
HR	-12.42
HRC	-25.43
HRE1	15.08
HRE2	15.08
LRN	15.08
LRNE	10.28
LRE	-1.73
LRSE	0.14
LRS	-23.95

Tabella 4.3: Puntamenti con rispettive velocità eliocentriche. I campi HRE1, HRE2 e LRN presentano la stessa correzione in quanto osservati durante la stessa notte.

4.5 Spettri sintetici di riferimento

Oltre alla preriduzione dei dati, è necessario calcolare gli spettri sintetici, sia per le righe fotosferiche che per quelle telluriche, che verranno utilizzati come spettri template per la procedura di cross-correlazione.

Infatti, per un calcolo preciso delle velocità radiali è importante avere dei template di riferimento con velocità nulla. In particolare, lo spettro sintetico è ciò che meglio rappresenta lo spettro osservato da un punto di vista teorico, in termini di assorbimenti fotosferici e tellurici.

4.5.1 Spettri sintetici fotosferici

Il programma utilizzato al fine di produrre gli spettri sintetici che considerano gli assorbimenti fotosferici (autokur, A. Mucciarelli, priv.comm) utilizza a sua volta il codice SYN-THE (Kurucz, 2005), che risolve le equazioni del trasporto radiativo. Questo necessita di alcune informazioni: esso richiede un modello di atmosfera, calcolato tramite il programma ATLAS9 (Kurucz, 2005), e necessita di una lista dei parametri che caratterizzano tutte le transizioni atomiche e molecolari che vanno incluse nel calcolo dello spettro. Queste, in particolare, sono state prese dal database online di F. Castelli⁴. Per quanto riguarda il modello atmosferico, invece, esso viene identificato dalla temperatura effettiva della stella, dalla gravità superficiale, dalla metallicità e dalla composizione chimica.

Nel caso particolare delle nostre osservazioni esse riguardano la regione del vicino infrarosso e, pertanto, i principali assorbimenti fotosferici sono dovuti a transizioni molecolari di monossido di carbonio (CO). Sono state identificate, in particolare, le seguenti bande di $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$ che verranno utilizzate successivamente:

CO (2-0): 22860-23140 (Å)

CO (3-1): 23165-23410 (Å)

CO (4-2): 23464-23685 (Å)

CO (5-3): 23755-23974 (Å)

Le bande molecolari, inoltre, sono estremamente sensibili alla metallicità, alla temperatura e alla gravità superficiale e, quindi, gli spettri sintetici vanno calcolati considerando appropriati valori dei parametri stellari per ogni target. Poiché le stelle di NGC 6441 osservate con SINFONI sono stelle appartenenti solamente al ramo delle Giganti Rosse, gli intervalli di temperatura e gravità considerati per gli spettri sintetici sono stati selezionati in base ai parametri previsti per queste stelle a partire da un'isocrona appropriata. A tal proposito, è stato utilizzato un tool online (Dartmouth Stellar Evolution Database, Dotter et al., 2008), il quale, a partire dalle informazioni sull'età e metallicità, produce l'isocrona corrispondente. In questo caso specifico gli spettri sintetici sono stati calcolati ispezionando il seguente spazio dei parametri, in termini di temperatura e gravità:

- Range temperatura: 3400-5110 K
- Range gravità superficiale: $0.13 < \log g < 3.70$

⁴<http://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/>

e assumendo $[Fe/H] = -0.50 \pm 0.02$, $[O/Fe] = +0.27 \pm 0.02$, $[\alpha/Fe] = 0.28 \pm 0.02$ ed un'età di 13 Gyr per selezionare l'isocrona (Origlia et al., 2008). Pertanto, l'intervallo in temperatura e, di conseguenza, quello in gravità che è stato considerato corrisponde ai valori compresi tra la base dell'RGB e il tip e, come si può notare dalla figura 4.3, esso è stato suddiviso in 10 sotto intervalli regolari. Questi, rappresentati dai punti blu, sono stati utilizzati per creare 10 spettri sintetici che considerano le abbondanze iniziali di Carbonio. Infatti, stelle localizzate prima e dopo il Bump dell'RGB mostrano abbondanze diverse di C e un diverso rapporto isotopico $^{12}C/^{13}C$. Ciò è dovuto a processi di mixing che portano in superficie materiale processato dal ciclo CNO, rimescolandolo con il gas fotosferico. In particolare, il ciclo CNO comporta che le abbondanze presentino una quantità di C inferiore rispetto a quella iniziale. Per questo motivo sono stati creati anche 7 sintetici, identificati dai cerchi rossi in figura, che considerano le stesse combinazioni di temperatura e gravità dei primi dieci, ma con abbondanze diverse per il C. In tabella 4.4 vengono riportate le quantità di Carbonio considerate per i due set di spettri simulati, con $[C/Fe] = 0.0$ prima del Bump e $[C/Fe] = -0.45$ dopo il Bump. Per brevità, lungo il lavoro di tesi, esse verranno chiamate abbondanze "Originarie" e "Modificate".

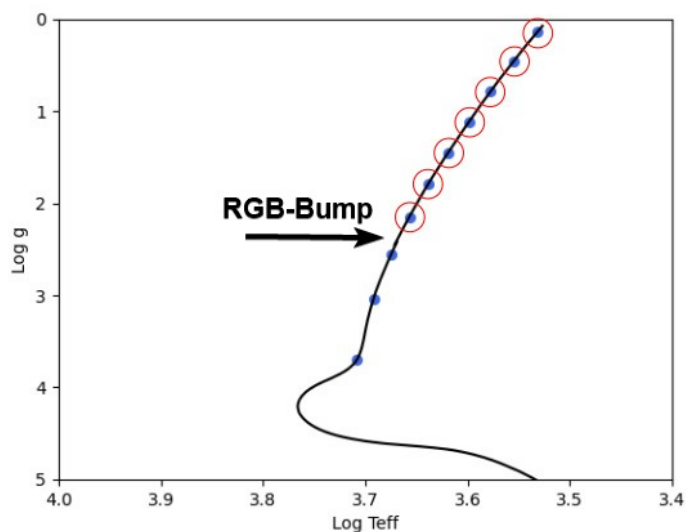


Figura 4.3: Isocrona di NGC 6441 nel piano Log Teff - Log g, ottenuta dal database di isocrone di Dotter et al. (2008), assumendo $[Fe/H] = -0.50 \pm 0.02$, $[O/Fe] = +0.27 \pm 0.02$, $[\alpha/Fe] = 0.28 \pm 0.02$ e età = 13 Gyr. I punti blu corrispondono ai valori di temperatura e gravità superficiale dei 10 sotto intervalli considerati tra la base dell'RGB e il tip per le abbondanze chimiche riportate in tabella 4.4 sotto il nome di "Originarie". I cerchi rossi, invece, sono relativi ai 7 punti che sono stati considerati per le abbondanze delle stelle carenti di Carbonio, riportate in tabella sotto il nome "Modificate".

	Originaria	Modificata
$^{12}\text{C}/C_{tot}$	0.968	0.833
$^{13}\text{C}/C_{tot}$	0.032	0.167
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	30.000	5.000

Tabella 4.4: Frazione relativa di ^{12}C e ^{13}C e rapporto isotopico $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ nei due set di spettri simulati. Per brevità, lungo la tesi, verranno chiamate abbondanze originarie e modificate.

Si hanno a disposizione, così, gli input necessari per la produzione degli spettri sintetici. Lo spettro viene calcolato ad alta risoluzione spettrale ($R = 600000$) e successivamente convoluto con un profilo gaussiano di risoluzione desiderata, in base allo strumento in questione ($R = 4000$ per SINFONI), per riprodurre l'allargamento strumentale dello spettro osservato.

In figura 4.4, in particolare, si può apprezzare il diverso comportamento degli spettri sintetici che riguardano stelle di temperatura diversa. Infatti, come scritto sopra, la forma delle bande molecolari dipende anche dalla temperatura: più la stella sarà fredda, più ci saranno molecole e, quindi, più sarà profonda la banda. Viceversa, man mano che la temperatura aumenta, le molecole saranno meno, in quanto si dissociano, e, quindi, la banda sarà meno profonda. Per questo motivo, nel caso del primo spettro, il quale corrisponde ad una temperatura di 3500 K, gli assorbimenti sono molto più profondi rispetto al secondo caso, dove la temperatura è di 4540 K e questi sono più tenui.

Allo stesso tempo, anche la composizione chimica è importante: più le abbondanze saranno elevate, più le righe saranno profonde e ciò lo si può notare sempre all'interno della figura 4.4: in azzurro e in arancione vengono mostrati gli spettri dei sintetici con le abbondanze originarie, che, avendo quantità di Carbonio più elevate rispetto alle modificate, portano ad assorbimenti più prominenti.

Tali spettri verranno utilizzati in seguito per poter calcolare in maniera accurata le velocità radiali.

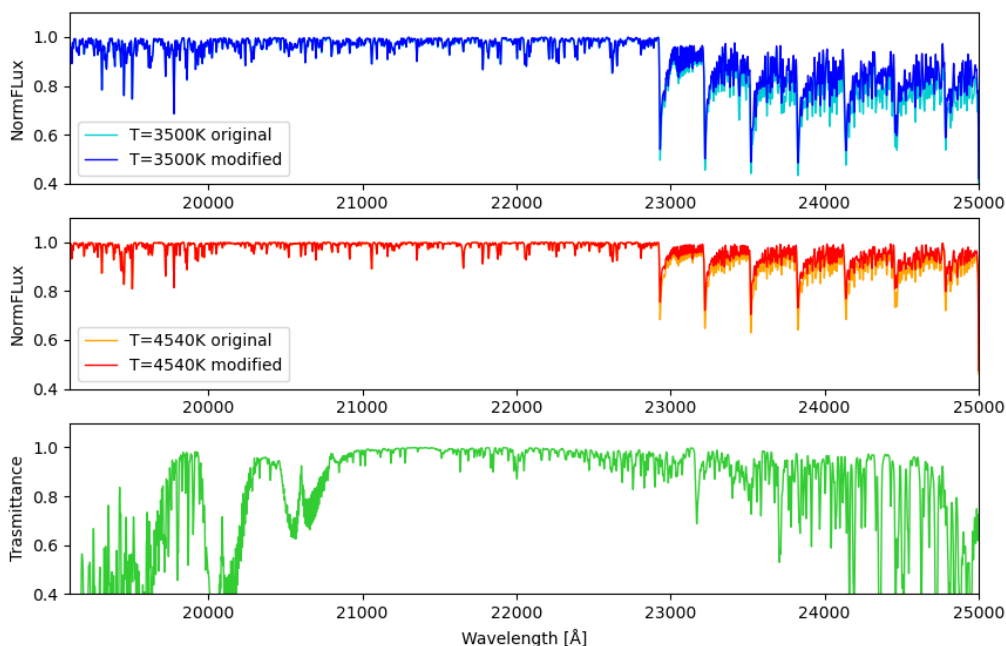


Figura 4.4: Il pannello in alto e quello centrale mostrano il flusso normalizzato in funzione della lunghezza d'onda (\AA) di spettri sintetici a confronto: nel primo viene raffigurato il sintetico più freddo a disposizione (3500 K) con le abbondanze originarie (in azzurro) e quelle modificate (in blu); nel secondo viene raffigurato un sintetico a temperatura più elevata (4540 K) con le abbondanze originali (in arancione) e quelle modificate (in rosso). In questo modo è possibile vedere i diversi effetti della temperatura e della metallicità per quanto riguarda la profondità delle righe: più la stella è fredda e metallica, più gli assorbimenti sono prominenti, e viceversa. Nel pannello inferiore, in verde, viene raffigurata la trasmissione dell'atmosfera in funzione della lunghezza d'onda (\AA) del tapas relativo al campo HRE1. Esso mostra l'assorbimento tellurico relativo a quel determinato range di lunghezza d'onda e condizioni di osservazione.

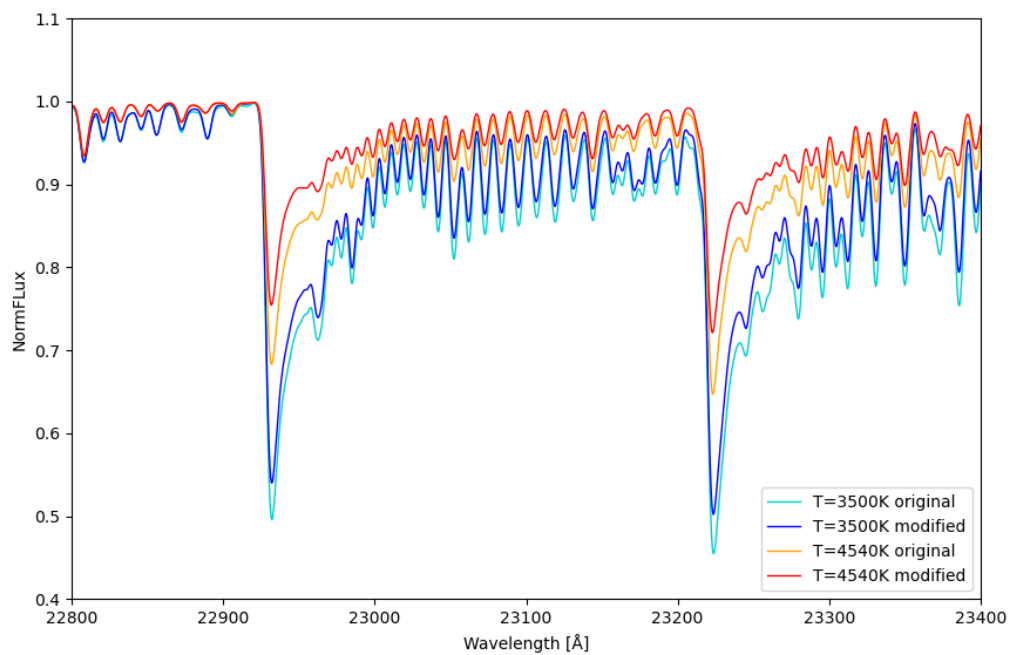


Figura 4.5: Flusso normalizzato in funzione della lunghezza d'onda (\AA) per due diverse temperature ($T=3500\text{ K}$ e $T=4540\text{ K}$), per ognuna delle quali sono mostrati due sintetici con i due set di abbondanze (originarie e modificate). Vengono mostrate, in particolare, le prime due bande di CO prese in esame.

Lo spettro azzurro corrisponde al sintetico più freddo ($T=3500\text{K}$) con le abbondanze originarie, mentre quello blu è il corrispettivo con le abbondanze modificate. In arancione viene rappresentato un sintetico di temperatura più elevata ($T=4540\text{K}$) con le abbondanze originarie, mentre in rosso si ha lo stesso sintetico con le abbondanze modificate.

4.5.2 Spettri sintetici tellurici

Gli spettri osservati mostrano, oltre agli assorbimenti fotosferici, anche diversi assorbimenti di tipo atmosferico, principalmente dovuti a H_2O , O_3 e CO_2 . A tale proposito, quindi, vengono creati i sintetici per l'atmosfera. È importante, infatti, distinguere queste righe da quelle fotosferiche e ripulirle per un'accurata analisi spettroscopica. Gli spettri in questione sono stati prodotti tramite il Software TAPAS (Transmissions Atmosphériques Personnalisées Pour l'ASTronomie, [Bertaux et al., 2014](#)), disponibile online, che permette di simulare la trasmissione dell'atmosfera in un certo intervallo di lunghezza d'onda, per specifiche condizioni di osservazione. Infatti, il comportamento dell'atmosfera cambia in base al sito di osservazione, all'angolo zenitale e al momento in cui si osserva. Pertanto, tutti questi parametri dovranno essere inseriti per creare il sintetico, che considera gli assorbimenti atmosferici, inerente alle proprie osservazioni ed ogni campo avrà, quindi, uno spettro specifico. Nel terzo pannello in figura 4.4 viene mostrato un esempio per il caso specifico del campo HRE1. Per brevità tale spettro verrà chiamato tapas.

Capitolo 5

Riduzione Dati

In questo capitolo viene descritta la procedura utilizzata per l'analisi dei dati, una volta che questi ultimi sono stati preridotti (vedi paragrafo 4.3).

Si tratta di una nuova procedura che mira a risolvere, almeno in parte, diverse questioni che sono state riscontrate a partire dall'analisi di dataset simili in lavori precedenti svolti nel gruppo stellare di Bologna. Ad esempio, l'analisi che verrà svolta in questo lavoro di tesi si differenzia dal metodo descritto in [Lanzoni et al. \(2013\)](#), il quale utilizza, principalmente, il cubo combinato e non le singole esposizioni, non prevede la correzione per quanto riguarda eventuali offset tellurici, svolge un'analisi di tipo fotometrico tramite il software DAOPHOT e, ai fini di ottenere le velocità radiali, svolge un'analisi spettroscopica tramite il software IRAF.

5.1 Problemi riscontrati in analisi precedenti

I principali problemi riscontrati in passato da tenere in considerazione durante l'analisi sono:

- **Problema degli sdoppiamenti:**

All'interno di una singola esposizione può succedere che le stelle si trovino in due punti diversi e a causa di questo sembrano "sdoppiarsi". In realtà, se ciò si verifica, avviene durante la fase di osservazione ed è indipendente dall'analisi dei dati.

Un primo controllo consiste, quindi, nel verificare che nelle singole esposizioni dei vari campi non siano presenti fenomeni di sdoppiamenti.

In figura 5.1 vengono riportate le sei esposizioni di un campo HR relativo all'ammasso globulare NGC 6440, dove si può riconoscere, all'interno di ogni esposizione, lo stesso pattern di stelle (messo in evidenza dai cerchi verdi). Tuttavia, nell'ultima esposizione, sono presenti più stelle rispetto agli altri campi (segnate in rosso). In

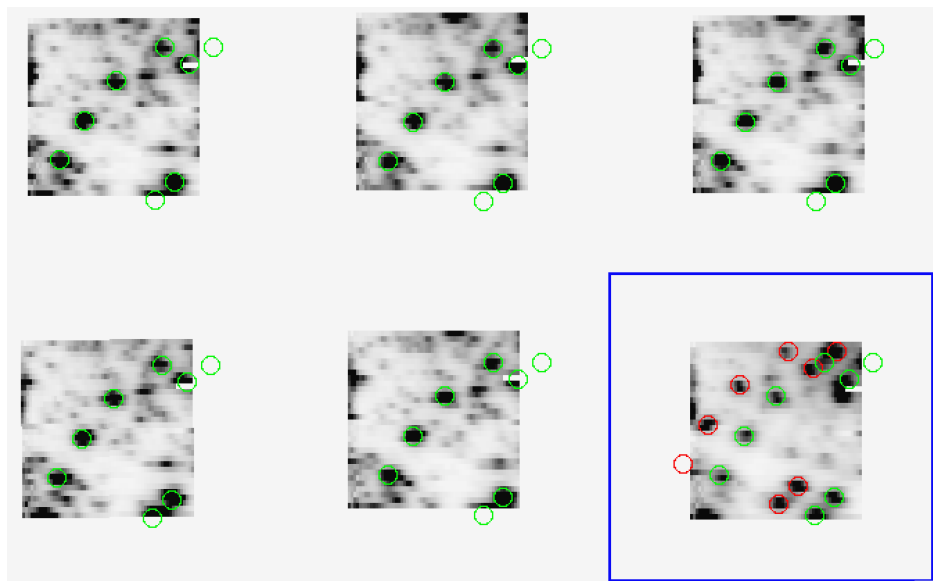


Figura 5.1: Vengono mostrate le sei esposizioni (sei cubi) di un campo HR relativo all'ammasso globulare NGC 6440. All'interno di ogni esposizione si può notare lo stesso pattern di stelle (in verde). Tuttavia, nell'ultima di queste, sono presenti altre stelle (in rosso) e si può riconoscere, per esse, lo stesso pattern delle stelle in verde. Ciò significa che, durante la singola esposizione, la posizione relativa delle stelle si è spostata, generando un fenomeno di sdoppiamento. Per questo motivo le stelle appaiono due volte all'interno della stessa immagine.

particolare, si può notare come esse mostrino lo stesso pattern delle stelle in verde. Ciò significa che, durante la singola esposizione, il puntamento del telescopio non ha funzionato e che, quindi, la posizione relativa delle stelle si è spostata generando uno sdoppiamento. Pertanto, una stessa stella appare due volte nella stessa immagine.

- **Problema delle onde negli spettri:**

Osservando lo spettro di un singolo spaxel è possibile riscontrare un continuo che, invece di seguire il profilo ottenuto dalla convoluzione tra il filtro e il tipo spettrale, presenta un andamento di tipo ondulatorio. Pertanto, in modo da correggere la presenza delle onde, sarà necessario rettificare gli spettri.

Ciò costituisce un problema, però, solo nel caso in cui gli spaxel di una stessa stella vengano mediati tra loro prima che gli spettri siano stati rettificati. In tal caso, infatti, qualora due spaxel presentassero andamenti diversi può succedere che sorgenti contaminanti non vengano rimosse. Ad esempio, se gli andamenti di più spaxel fossero tutti diversi presentando, ad una data lunghezza d'onda, minimi e massimi o valori intermedi in cui in uno di essi fosse sovrapposto un raggio cosmico, una volta mediati gli spaxel senza aver rettificato gli spettri, tale raggio cosmico non verrà rimosso tramite un algoritmo di σ -rejection. Esso, infatti, potrebbe risultare di ampiezza infe-

riore rispetto alla variazione dovuta alla diversa forma degli spettri. Diverso, invece, sarebbe il caso in cui venissero allineati gli spettri prima di mediare gli spaxel tra loro. Nella seguente procedura tale fenomeno non costituisce un problema in quanto si è deciso, come si vedrà in seguito, di lavorare sui singoli cubi e non sui cubi combinati. Inoltre, modellare l'andamento delle onde risulta difficile nel momento in cui tale andamento si ritrova essere sovrapposto a features di assorbimento, come nel caso delle bande fotosferiche e telluriche.

- **Problema della dipendenza della velocità da temperatura e abbondanze chimiche:**

In linea teorica è possibile associare ad una stella di data temperatura una certa velocità radiale trovata tramite il confronto con lo spettro del sintetico relativo a tale stella.

Il problema principale è la degenerazione esistente tra i diversi parametri in gioco. Infatti le bande molecolari, da cui si ricava la velocità radiale tramite l'effetto doppler, hanno una forma tipica che dipende dalla temperatura e dalle abbondanze. Più la stella sarà fredda, più ci saranno molecole e, quindi, più sarà profonda la banda. Viceversa, man mano che la stella diventa calda, le molecole saranno di meno, in quanto si dissociano, e la banda sarà meno profonda. Allo stesso tempo, più l'abbondanza chimica di un dato elemento sarà elevata, più le righe saranno profonde (vedi paragrafo 4.5). Per questo motivo, se nella cross-correlazione degli spettri si utilizzano sintetici non adeguati, non si trova un valore esatto di velocità radiale a causa dell'asimmetria delle bande e del leggero spostamento della cosiddetta band head.

Considerando un esempio pratico con i sintetici utilizzati in questo lavoro di tesi (vedi sezione 4.5.1):

se si svolge la cross-correlazione considerando come spettro "osservato" lo spettro del sintetico più freddo ($N_{syn1}=3500$ K) shiftato, ad esempio, di 30 km s^{-1} (N_{syn30}), e come spettro sintetico uno leggermente più caldo ($N_{syn5}=4160$ K) si trova che tale cross-correlazione non restituisce un valore corretto di velocità. In linea teorica si dovrebbe trovare un valore di 30 km s^{-1} , che corrisponde allo shift applicato al primo sintetico, utilizzato in questo caso come spettro osservato. Nel caso specifico, però, si trova un valore di 20.05 km s^{-1} e ciò è dovuto al fatto che si è considerato un sintetico non adatto per la temperatura dell'osservato.

Quindi, se non si hanno a disposizione sintetici adeguati, si introduce un errore nelle misure di velocità radiali.

La velocità, infatti, cambia in base al sintetico, il quale dipende dai parametri detti sopra. Quindi, per ovviare a tale problema, si è pensato in questa procedura di non associare a ciascuna stella la velocità trovata tramite il confronto con il sinte-

tico corrispondente alla temperatura fotometrica della stella (ad esempio stimabile dalla posizione nel CMD). Bensì, si è deciso di fare un'associazione a posteriori basata sulla forma delle bande dello spettro osservato e dal confronto con il database dei sintetici a disposizione. Nella pratica, viene calcolata la velocità rispetto a tutti i sintetici che si hanno a disposizione, senza tenere in considerazione che tipo di stella si stia trattando tra quelle che rientrano nell'intervallo di stelle considerate dalle osservazioni SINFONI in questione (vedi paragrafo 4.5.1). Solo in un secondo momento si farà l'associazione con l'osservato. In particolare, si andrà ad associare il valore della velocità che corrisponde al sintetico che meglio riproduce il nostro osservato, indipendentemente dalla temperatura e gravità.

- **Problema del "gradiente":**

In linea teorica gli spaxel relativi a una data stella dovrebbero presentare tra loro un valore simile di velocità, a meno di piccole differenze entro gli errori di misura. In lavori passati, però, si è notato che, calcolando la velocità dei singoli spaxel, le misure di velocità ottenute per i vari spaxel di una singola stella presentavano un gradiente nella distribuzione di velocità interna, ovvero gli spaxel di una singola stella presentavano valori diversi nelle velocità.

In figura 5.2 viene riportato come esempio il caso di un'esposizione relativa all'ammasso globulare NGC 6440 in cui è evidente tale fenomeno: nel pannello di sinistra, evidenziando il valore della velocità per ogni spaxel considerato, si nota che ognuno di essi possiede un valore diverso e, spesso, discordante con gli spaxel adiacenti. In particolare, sembra delinarsi un andamento delle velocità tale per cui gli spaxel sopra al centroide mostrano velocità inferiori (verde-azzurri), mentre gli spaxel sottostanti mostrano velocità superiori (rossi). Tale fenomeno è presente in entrambe le stelle brillanti presenti nel campo di vista rappresentato.

Il gradiente, inoltre, viene comunemente rilevato anche analizzando gli spettri dei singoli spaxel delle stelle standard. Esse sono stelle brillanti e isolate, le quali, pertanto, dovrebbero mostrare valori di velocità uniformi al loro interno. Anche in questo caso, però, evidenziando il valore della velocità per ogni spaxel considerato si nota che essi possiedono una distribuzione di velocità interna non omogenea.

Il metodo utilizzato in questo lavoro di tesi per correggere il gradiente, come si vedrà meglio in seguito, consiste nel considerare proprio lo spettro della stella standard come riferimento per modellare il gradiente sugli offset calcolati sulle bande telluriche. In figura 5.2 a destra, infatti, si nota che, dopo aver applicato la correzione per gli eventuali offset tellurici, l'effetto non è più presente.

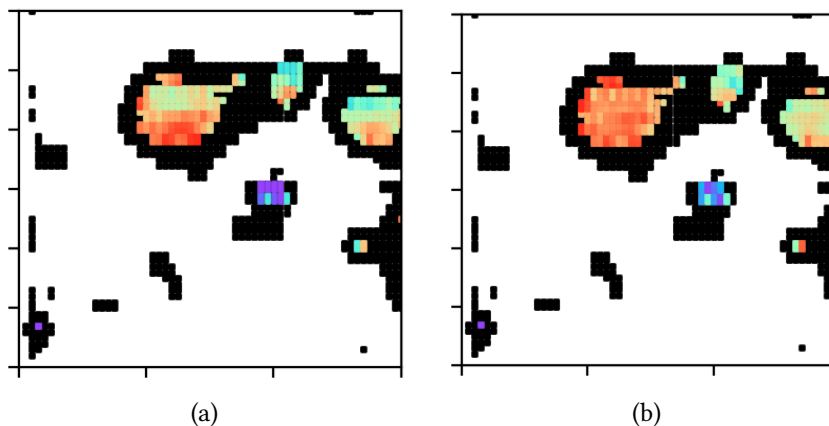


Figura 5.2: Esempio di un'esposizione dell'ammasso globulare NGC 6440 in cui si evidenzia l'effetto del gradiente. A sinistra: si può notare che i singoli spaxel di una stessa stella mostrano valori di velocità diversi e discordanti tra di loro. In particolare gli spaxel sopra al centroide mostrano velocità inferiori (verde-azzurri) rispetto a quelli sottostanti (rossi). Tale fenomeno verrà corretto tramite le telluriche, in quanto esse presentano lo stesso effetto. A destra: il gradiente, presente in entrambe le stelle del campo di vista rappresentato, dopo aver applicato la correzione per gli eventuali offset tellurici, non è più presente.

5.2 Procedura

Questi erano i principali problemi che sono stati riscontrati in analisi passate e che, tramite la nuova procedura applicata per la prima volta in questo lavoro di tesi, sono stati risolti. La procedura è costituita da una serie di operazioni sequenziali, dove, in primo luogo, vengono prodotti i vari file necessari per gli step successivi, in seguito vengono calcolate le velocità radiali e, infine, viene creato un catalogo, contenente le velocità radiali finali.

Per prima cosa è fondamentale considerare la stella standard. La standard, infatti, essendo una stella calda, presenterà solo assorbimenti tellurici e non fotosferici, ad eccezione fatta per la riga Brackett Gamma dell'idrogeno. Pertanto, osservando tale stella si è in grado di capire cosa l'atmosfera stesse assorbendo in quel determinato momento e in quella determinata direzione di osservazione. Questo permetterà, quindi, di ripulire i nostri target dagli assorbimenti atmosferici, i quali potrebbero inficiare la misura della velocità. Inoltre la standard sarà di fondamentale importanza per i seguenti due motivi: omogenizzare il gradiente presente negli spettri e descritto nella sezione 5.1, in quanto verrà considerata come spettro di riferimento per modellare il gradiente sulle bande telluriche delle stelle e, quindi, per fare la correzione; riallineare gli spettri dopo aver calcolato gli eventuali offset dalle misure di velocità effettuate sulle bande telluriche, le quali non dovrebbero mostrare offset in lunghezza d'onda rispetto al sistema di riferimento dell'osservatore.

In particolare, attraverso la visualizzazione grafica di una slice del cubo in esame, vengono scelte le coordinate di quello che è il centroide, in base al numero di conteggi.

Ai fini di rettificare lo spettro in modo da correggere l'andamento ondulatorio (si veda sezione 5.1) viene utilizzato un template di riferimento. In figura 5.3 vengono rappresentati i passaggi che portano ad ottenere uno spettro rettificato. Nei primi due pannelli, in particolare, vengono rappresentati lo spettro osservato, dove si può apprezzare l'andamento ondulatorio, e lo spettro relativo al template, rispettivamente. In questo caso, avendo a che fare con gli assorbimenti tellurici, si utilizzerà come template il tapas corrispondente al campo in analisi e che, precedentemente, era stato prodotto a tal proposito (vedi sezione 4.5). Si procede, allora, dividendo lo spettro osservato per il tapas, in modo da ripulirlo grossolanamente dalle bande telluriche, ovvero dagli assorbimenti atmosferici. In questo modo rimane solo il continuo. In realtà, ciò che rimane è un continuo frastagliato a causa del rumore e che presenta una forma di onda, come mostrato dallo spettro verde nel terzo pannello in figura 5.3. Quindi, lo si cerca di modellare in maniera più regolare. In particolare si vuole modellare l'andamento su grande scala di tale continuo e, a tal proposito, si suddivide lo spettro in intervalli in lunghezza d'onda, all'interno dei quali viene fatta una media. Tramite un'interpolazione, poi, si riproduce un andamento generale più regolare, rappresentato in figura 5.3 dalla linea nera nel terzo pannello. A questo punto, dividendo l'osservato per il continuo modellato, lo si rettifica (quarto pannello figura 5.3).

In figura 5.4 viene riportato lo spettro finale della stella standard, in blu, mentre in rosso è mostrato il comportamento del tapas: tra i due spettri è presente un ottimo accordo. In seguito, per ripulire le stelle dagli assorbimenti tellurici e omogenizzare il gradiente, verrà utilizzato tale spettro e non quello relativo al tapas principalmente per i due seguenti motivi: in primo luogo lo spettro della stella standard risulta essere più realistico in quanto si tratta di uno spettro osservato e non di un modello come nel caso del tapas; in secondo luogo, tale spettro, rispetto al tapas, risulta essere più realistico per quel determinato momento e per quella determinata direzione di osservazione.

Una volta preparato lo spettro della standard, che verrà utilizzato come riferimento per gli assorbimenti tellurici, è necessario, per ogni cubo, decidere una soglia sopra cui estrarre gli spaxel da analizzare per le singole stelle. Ogni campo avrà la sua soglia specifica, ma essa, in ogni caso, viene scelta in modo tale da non perdere stelle che si risolvono ad occhio e allo stesso tempo in modo tale da non considerare fluttuazioni del fondo. Il tutto viene fatto minimizzando il numero degli spaxel per una questione di tempo di calcolo. In questo modo vengono prodotti i file che contengono la lista degli spaxel che saranno oggetto di analisi negli step successivi.

In figura 5.5 viene riportato come esempio il caso relativo all'esposizione 0 del campo HRE1:

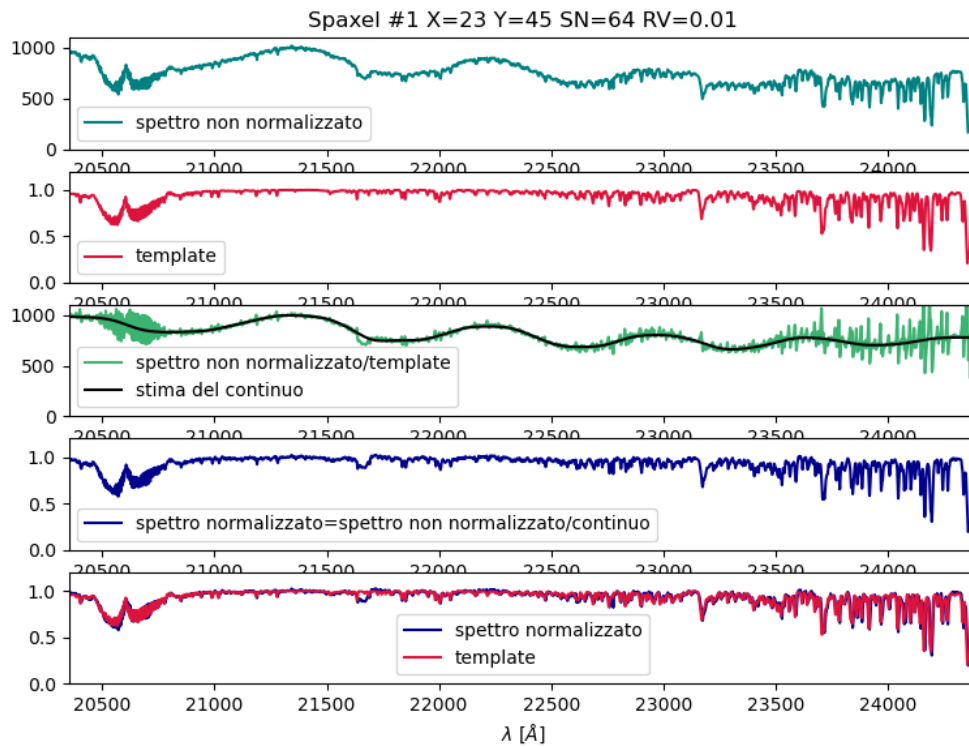


Figura 5.3: Normalizzazione di uno spettro: Primo pannello: viene rappresentato lo spettro osservato non normalizzato; secondo pannello: viene rappresentato il template di riferimento; terzo pannello: in verde si ha lo spettro non normalizzato diviso il template, il cui risultato è un continuo frastagliato dal rumore e a forma di onda. In nero: stima del continuo per quanto riguarda il suo andamento generale su grande scala; quarto pannello: dalla divisione tra lo spettro non normalizzato e il continuo modellato si trova lo spettro normalizzato; quinto pannello: viene rappresentato lo spettro normalizzato (in blu) con, sovrapposto, lo spettro del template (in rosso).

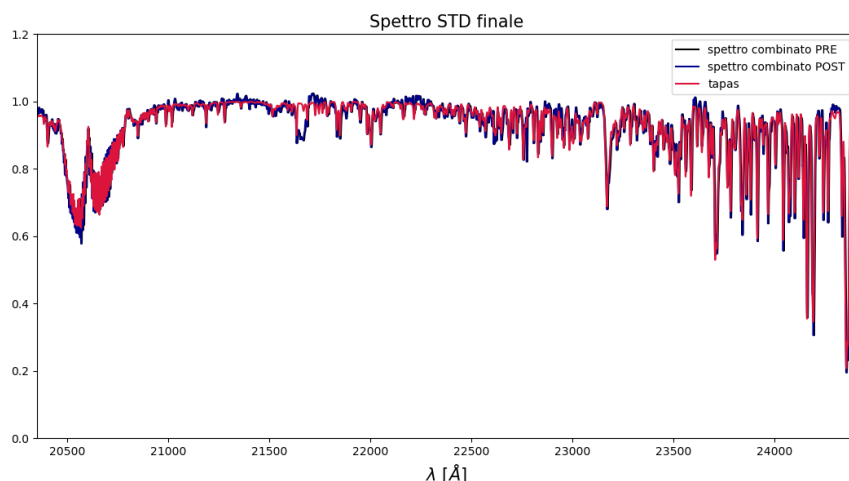


Figura 5.4: In blu viene mostrato lo spettro della stella standard per il campo HRE1, mentre in rosso il tapas corrispondente. Tra i due è presente un ottimo accordo. In seguito, lo spettro della standard verrà utilizzato come spettro di riferimento per calcolare gli offset tellurici e, quindi, omogenizzare il gradiente.

nel pannello di destra, in rosso, sono evidenziati tutti gli spaxel contenuti nella lista appena creata.

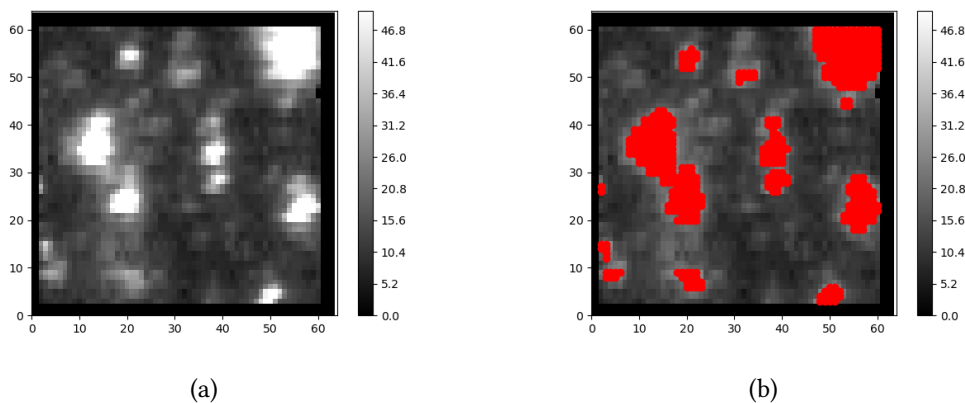


Figura 5.5: (a): esposizione 0 del campo HRE1; (b): in rosso vengono mostrati gli spaxel che verranno considerati nell'analisi successiva, in seguito alla scelta della soglia. Sono sempre riferiti alla stessa esposizione del campo HRE1.

In seguito viene svolta un'analisi fotometrica, effettuata tramite l'utilizzo del pacchetto python *photutils.psf*¹, per produrre i file di input necessari per il match tra i vari cubi, in modo

¹<https://photutils.readthedocs.io/en/stable/psf.html>

da poter definire l'offset presente nelle osservazioni a causa del dithering², e per il match successivo con un catalogo HST di riferimento, in modo da poter rototraslare le coordinate HST nel sistema di coordinate di SINFONI.

Una volta settati i valori di FWHM e threshold, la fotometria ricerca le stelle per i 6 cubi e ciò che produce sono dei file, i quali contengono l'identificativo della stella, la x e la y del centroide di tale stella, il flusso e la magnitudine.

Nel passaggio successivo viene utilizzato il software CataXcorr³ in grado di effettuare la cross-correlazione dei cataloghi. Il programma combina i vari cataloghi fotometrici ottenuti per i singoli cubi, in modo da ricavare la trasformazione presente tra di essi e stimare, quindi, l'offset dovuto al dithering nelle osservazioni. Tale passaggio produce tre tipi di file diversi: nel file `coinc.tab` si trovano le associazioni degli identificativi, nei file `plm` viene scritta la trasformazione trovata e nei file `rot` vengono sostituite/appese le coordinate trasformate.

In seguito, attraverso il programma CataComb⁴, vengono combinati i singoli cataloghi in uno unico. Nel caso particolare, viene richiesto che le stelle da riportare si trovino in tutti e sei i cubi.

Infine, a partire dal file prodotto dal CataComb, si produce il file "offset.tab". In esso viene scritto l'offset in x e y per le sei esposizioni di un determinato campo rispetto a un riferimento (in questo caso il catalogo derivato dal primo cubo). La prima esposizione, pertanto, avrà valori nulli in quanto considerata come riferimento.

In seguito, viene eseguita un'altra cross-correlazione tra il catalogo appena costruito e un catalogo HST di riferimento, tagliato a una certa magnitudine.

Avendo due cataloghi, infatti, il programma cerca la trasformazione per mezzo della quale riesce ad associare astrometricamente le coordinate strumentali x e y con quelle assolute RA e Dec. Viene, allora, cross-correlato SINFONI su HST, esposizione dopo esposizione e per ogni campo, in modo da riportare il catalogo HST sulle coordinate SINFONI del campo considerato.

Il nuovo catalogo HST contiene le coordinate assolute RA e Dec trasformate in coordinate strumentali x e y dei cubi SINFONI.

²Gli offset introdotti dal dithering sono noti dall'header delle immagini, in quanto impostati durante le osservazioni. In passato, però, sono stati riscontrati casi in cui gli offset attesi non corrispondevano a quelli effettivi e, quindi, è opportuno ricalcolarli con maggior precisione per tutti i dataset di osservazione.

³Software sviluppato da Paolo Montegriffo presso l'INAF-Osservatorio Astronomico di Bologna.

⁴Vedi nota 3.

Il passaggio successivo costituisce il più corposo della procedura e permette di calcolare le velocità radiali.

Campo per campo, si inizia leggendo il cubo, la standard, il tapas e i 17 sintetici (per questi ultimi due si veda sezione 4.5), in quanto si vuole condurre l'analisi indipendentemente dal tipo spettrale della stella.

Il programma esegue un ciclo su tutti gli spaxel della lista creata, cercando una prima misura di velocità (first guess), per poi raffinare tale misura in un secondo momento. Per ogni spaxel, poi, vengono testati i 17 sintetici e le operazioni che verranno descritte qui di seguito verranno svolte per fissato spaxel e per ogni sintetico.

Dato che lo spettro ricampionato deve essere normalizzato ai fini di eliminare l'andamento ondulatorio presente (descritto nel paragrafo 5.1 e mostrato nel primo pannello in figura 5.3), come prima cosa esso viene diviso per la standard e per il sintetico, in modo da rimuovere grossolanamente gli assorbimenti, sia atmosferici che fotosferici. In questo modo si trova un continuo frastagliato dal rumore, lo si modella, tenendo eventualmente conto dell'andamento ondulatorio del continuo, e lo spettro normalizzato sarà dato da quello ricampionato diviso il continuo appena modellato (stessa procedura mostrata nei pannelli in figura 5.3).

Viene, quindi, calcolato un primo valore di velocità dividendo lo spettro per la standard, in modo da rimuovere gli assorbimenti atmosferici e calcolare, così, la velocità sulle bande fotosferiche, ciclando, inoltre, sulle varie finestre di CO. In particolare, tale valore verrà calcolato da una media delle 4 finestre e verrà considerato come buono quello che presenterà uno scatter più prossimo a zero (come si vedrà nella sezione 5.2.1, in figura 5.8). Il range utilizzato per il calcolo di questo primo valore di velocità è ampio: da -150 a $+150$ km s^{-1} , con passo di 5 km s^{-1} .

In seguito, ai fini di riportare il sintetico sul sistema di riferimento dell'osservato, viene creata una copia del sintetico shiftata di una quantità corrispondente a questo primo valore di velocità appena trovato.

A questo punto è necessario considerare gli eventuali offset tellurici. In linea teorica gli assorbimenti atmosferici, trovandosi nello stesso sistema di riferimento dell'osservatore, non dovrebbero presentare offset in lunghezza d'onda rispetto ad esso. Nella pratica, però, essi non presentano valori nulli e, pertanto, viene calcolato l'offset dalle misure di velocità effettuate sulle bande telluriche. A tale scopo si divide lo spettro per il sintetico shiftato del valore di velocità trovato dal first guess, in modo da eliminare le fotosferiche e lasciare solo le telluriche. Su tali bande, quindi, viene calcolato l'offset rispetto alla standard, utilizzata come spettro di riferimento. Una volta trovato l'offset tellurico si può procedere con il secondo passaggio.

Lo spettro osservato viene diviso per quello della standard riallineato in base all'offset tel-

lurico trovato precedentemente. In questo modo si ottengono le bande fotosferiche dalle quali si può calcolare un valore di velocità in maniera più accurata. Si considera, inoltre, un range e un passo molto più piccolo ($vel_star-10$, $vel_star+10$, 0.1) rispetto a quello considerato per la prima stima, in modo da essere più raffinati nella misura della velocità.

Nel file finale di output di tale passaggio si trovano le seguenti indicazioni: identificativo, esposizione, conteggi, x, y, rapporto segnale-rumore, offset tellurico, velocità della stella in esame, velocità corretta per l'offset eliocentrico, velocità corretta per l'offset tellurico, sintetico utilizzato, finestra di CO, media e sigma.

Nell'ultima parte della procedura si trovano due blocchi di lavoro che ciclano sui 6 cubi e sulle 4 finestre di CO considerate (per queste ultime vedi paragrafo 4.5.1).

Nel primo blocco il programma utilizza i diversi valori trovati nel passaggio precedente stella per stella, data un'esposizione e una finestra. In particolare, come detto sopra, nel file di output si trovano le seguenti indicazioni: identificativo, esposizione, conteggi, x, y, rapporto segnale-rumore, offset tellurico, velocità della stella in esame, velocità corretta per l'offset eliocentrico, velocità corretta per l'offset tellurico, sintetico utilizzato, finestra di CO, media e sigma. L'altro file di input, invece, contiene la lista dei sintetici a disposizione con, associate, le temperature con cui sono stati creati.

Per ogni spaxel vengono, quindi, considerate 17 misure di velocità radiali. In un secondo momento viene fatta un'ulteriore distinzione per i risultati, in base alla tipologia del sintetico, ovvero in base a se esso appartiene al set creato a partire dalle abbondanze originarie o se, invece, appartiene al set creato a partire dalle abbondanze modificate (vedi paragrafo 4.5.1). Nel primo caso essi vengono identificati come SynX, dove X varia tra 1 e 10; nel secondo caso, invece, vengono identificati come SynX, dove X varia tra 11 e 17.

Ora, se si avesse una conoscenza esatta riguardo la temperatura assoluta, ad esempio stimata fotometricamente, e la composizione chimica di una data stella si potrebbe associargli la velocità del sintetico più vicino o, comunque, effettuare un'interpolazione sulla base della temperatura. Per condurre l'analisi indipendentemente dal tipo di stella in esame, però, si procede nel seguente modo: una volta definito il vettore dei sintetici e il vettore della differenza tra osservato e sintetico shiftato, si fa un'interpolazione tra i punti discreti, che in un caso saranno 10, nell'altro saranno 7. Si trova, poi, il sintetico che meglio riproduce l'osservato, ovvero quello con una differenza il più possibile vicina a 0 (come si vedrà nella sezione 5.2.1, in figura 5.9). La velocità radiale associata a tale sintetico, allora, sarà quella che verrà associata allo spaxel considerato (come si vedrà nella sezione 5.2.1, in figura 5.10). Alla fine, nel file di output, si avrà una stima del rapporto segnale rumore e la velocità non corretta e corretta, per entrambi i tipi di abbondanze.

Nel secondo blocco di lavoro, invece, si produce una visualizzazione grafica delle mappe di

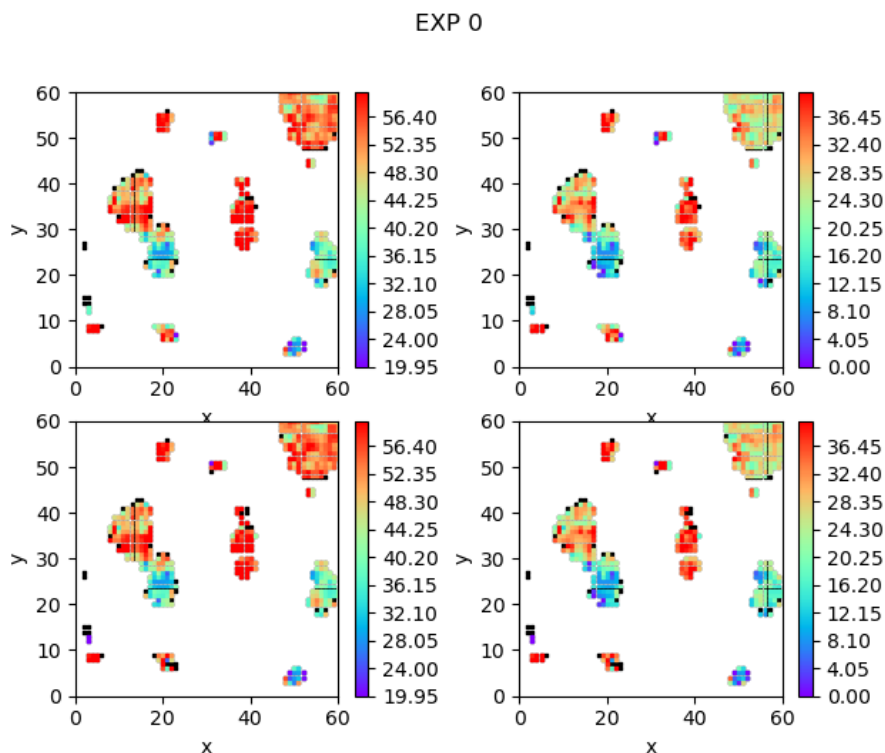


Figura 5.6: In figura vengono mostrate le mappe che riguardano l'esposizione 0 e la finestra 1 del campo HRE1: velocità non corrette (a sinistra) e corrette (a destra), per le abbondanze originarie (in alto) e per quelle modificate (in basso). Si può apprezzare come le fluttuazioni presenti nel pannello di sinistra siano attenuate nei pannelli di destra.

velocità appena trovate. In particolare, si deve fare una scelta: si deve decidere un limite per il rapporto segnale rumore. Per questo motivo tutto ciò che avrà un rapporto inferiore a tale limite non verrà considerato in questo passaggio.

Vengono prodotte, quindi, 4 mappe, mostrate in figura 5.6: velocità non corrette e corrette, per le abbondanze originarie e per quelle modificate. Si può apprezzare come le fluttuazioni presenti nel pannello di sinistra siano attenuate nei pannelli di destra. Tali mappe vengono prodotte per una data esposizione e banda di CO considerata (6 esposizioni x 4 bande = 24 mappe).

Lo step successivo ha l'obiettivo di combinare le informazioni delle sei esposizioni, mantenendo ancora separate le informazioni provenienti dalle 4 bande di CO analizzate.

Vengono definiti i vettori della velocità e del rapporto segnale rumore. Sono necessarie, poi, due scelte: bisogna definire un rapporto segnale rumore minimo sotto cui non considerare i valori di velocità associati a quel dato spaxel e il numero di volte che lo spaxel deve essere misurato nei diversi cubi per poter essere considerato (ad esempio: $N_{det}=3$, significa che

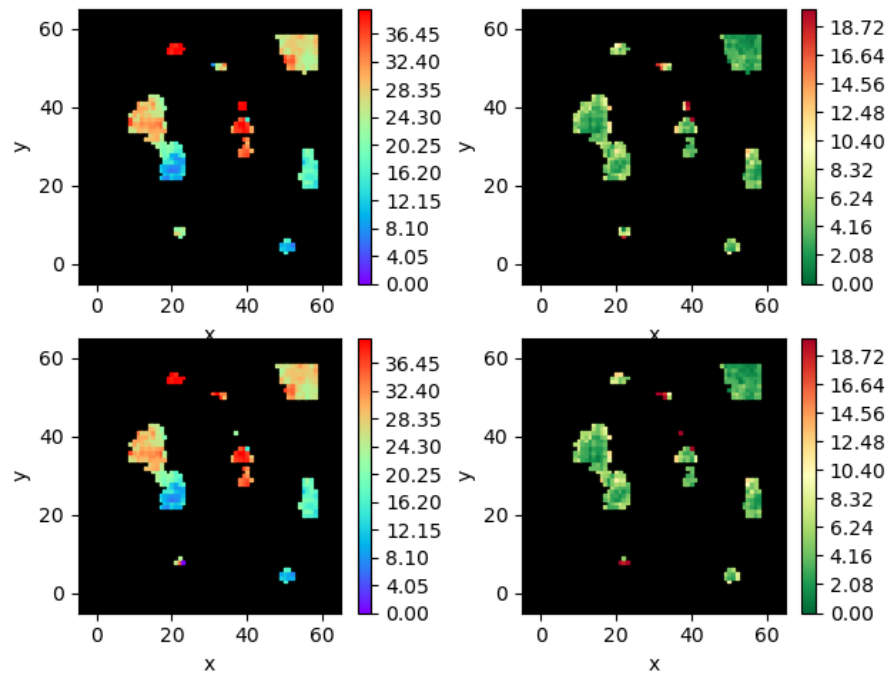


Figura 5.7: In figura vengono mostrate le mappe di velocità finali corrette (a sinistra) e gli errori associati (a destra), per le abbondanze originarie (in alto) e per quelle modificate (in basso).

un certo spaxel deve essere misurato almeno 3 volte nelle esposizioni).

Viene analizzato uno spaxel alla volta per costruire il cubo finale, come combinazione dei sei precedenti. In particolare, vengono calcolate le velocità e il rapporto segnale rumore come media dei sei valori che vengono identificati tramite l'analisi di tutti gli spaxel. Questo, naturalmente, viene fatto sia per le abbondanze originarie che per quelle modificate.

Vengono, inoltre, mostrate in figura 5.7 le mappe, per ciascuna delle bande di CO considerate, delle velocità corrette, originarie e modificate, con a fianco una mappa degli errori associati.

Come ultimo passaggio prima di creare il catalogo finale, a partire dal catalogo combinato appena creato e dalle stelle provenienti dal catalogo HST a cui, precedentemente, erano state associate le coordinate di SINFONI, si cerca di associare a ciascuna di queste stelle un valore di velocità. Tale misura, in particolare, sarà data da una media pesata sull'errore dei valori di velocità associati agli spaxel che si trovano entro una certa distanza dal centroide. A tal proposito, si sceglie una distanza limite entro cui considerare gli spaxel che verranno utilizzati per la media. Anche questo è stato fatto per le abbondanze originarie e per quelle modificate.

5.2.1 Esempio pratico dei passaggi chiave della procedura

Di seguito vengono riportati tre grafici esplicativi relativi ai passaggi chiave della procedura appena descritti.

A titolo di esempio si è considerato un osservato simulato (S-Obs) prodotto dalla media di due sintetici (il 13 e il 14) e shiftato artificialmente di 100 km s^{-1} .

In ogni riga della figura 5.8 viene confrontato l'osservato simulato con uno stesso sintetico di riferimento, ad esempio il numero 5, shiftato in lunghezza d'onda di quantità variabili in accordo con l'effetto doppler prodotto da diverse velocità testate. Si può notare che tanto più la velocità del sintetico si avvicina a quella dell'osservato simulato (100 km s^{-1}), ovvero tanto più il sintetico e l'osservato appaiono sovrapposti, tanto più il risultato che deriva dalla loro divisione, mostrato nei pannelli della terza colonna, è prossimo a zero. Si sceglie, così, il valore di velocità migliore per un dato sintetico fissato.

Una volta associata la velocità a ciascun sintetico è necessario scegliere il sintetico più appropriato per l'osservato in analisi. A livello concettuale il sintetico più appropriato è quello che presenta una forma, in termini, ad esempio, di profondità della banda, più simile all'osservato. A titolo d'esempio, in figura 5.9, l'osservato simulato viene confrontato rispetto a tre diversi sintetici (1, 5 e 9). Nella prima colonna di pannelli vengono riportati l'osservato simulato e i 3 sintetici testati; la seconda colonna corrisponde al passaggio descritto sopra e semplificato in figura 5.8; nella terza colonna viene riportato l'osservato simulato con, sovrapposti, i sintetici shiftati, ciascuno della propria velocità associata al passaggio precedente. Come si può notare è evidente come le bande, ora, appaiano allineate ma come esse presentino forme (profondità) diverse. Nella quarta colonna, infine, viene mostrato il risultato che si ottiene dalla differenza tra osservato simulato e sintetico shiftato (Δ_{flux}): qualora l'osservato sia meno profondo del sintetico, come nel primo caso, tale differenza risulta positiva; qualora, invece, i due spettri siano pressoché analoghi, come nel secondo caso, la differenza è circa nulla; qualora l'osservato, infine, sia più profondo del sintetico, come nel terzo caso, essa risulta negativa.

L'output di tali confronti (le "differenze" in funzione dei sintetici) diventerà il punto di ancoraggio per interpolare e scegliere un numero "fittizio" di sintetico ideale e, quindi, a sua volta, a seguito di una relazione con le velocità, associare la velocità allo spettro in analisi. Tale passaggio è schematizzato in figura 5.10.

Infatti, una volta scelto il sintetico sulla base di quanto detto per le due figure precedenti, in figura 5.10, viene mostrata la velocità radiale associata a tale sintetico, la quale, a sua volta, verrà associata allo spaxel considerato.

In particolare, in figura 5.10, viene mostrata la differenza tra osservato simulato e sintetico in funzione del numero del sintetico: numeri più bassi indicano temperature più fredde. Vengono considerate, inoltre, le due tipologie di sintetici (vedi paragrafo 4.5.1), quelli che

possiedono una abbondanza originaria di Carbonio (rossi) e quelli con un'abbondanza modificata di Carbonio (blu). I punti che stanno sopra lo zero indicano che l'osservato è meno profondo del sintetico, come spiegato anche in figura 5.9 e, pertanto, per far sì che i due spettri siano il più possibile simili tra loro (ovvero per far sì che si trovino sullo zero avendo una differenza tale), si può considerare un'abbondanza di C e una certa temperatura, oppure un'abbondanza minore di C e una temperatura inferiore.

Avendo trovato il numero del sintetico che meglio riproduce l'osservato, allora, si considera la relazione tra i sintetici e le velocità radiali associate e si trova il valore di velocità da considerare per quel dato spaxel.

Pertanto, anche se a priori non si conosce esattamente la temperatura e la composizione chimica di una data stella, tale procedura, alla fine, restituisce il valore di velocità radiale corretto, ovvero, in questo caso, 100 km s^{-1} , che è la velocità relativa allo spettro dell'osservato simulato prodotto dalla media di due sintetici e shiftato artificialmente di tale valore. È possibile, in questo modo, superare l'incertezza e la degenerazione dei parametri.

5.3 Creazione catalogo totale SINFONI

Ai fini di costruire il catalogo finale, si comincia considerando le mappe di velocità radiali, prodotte dalla procedura descritta, che riguardano le 4 finestre di CO prese in esame. Si procede, quindi, con il match tra di esse: si tratta di una media pesata sull'errore ogniqualvolta una stella si presenta in più finestre. La media viene fatta per le velocità radiali, per entrambi i tipi di abbondanze, e gli errori associati ad esse vengono propagati. Da qui in poi sono state mantenute e mediate le misure provenienti solamente dalle prime due finestre, in quanto, da una prima analisi, si è notato che le misure relative alla terza e quarta finestra erano di peggior qualità e riferite ad un numero inferiore di spaxel, anche a causa della sovrapposizione delle bande telluriche. Esse, infatti, per quanto rimosse mediante la divisione per lo spettro della stella standard, potrebbero presentare dei residui che andrebbero ad inficiare la misura delle velocità.

Il prossimo passaggio consiste nel comporre il catalogo finale, che verrà utilizzato in seguito per creare il profilo di dispersione di velocità dell'ammasso.

A tale proposito si uniscono i cataloghi dei singoli campi, creati dalla procedura trattata.

In particolare, per essi sono state provate diverse combinazioni dei seguenti parametri:

- Rapporto segnale-rumore (SNR)
- Numero di Detection (Ndet)

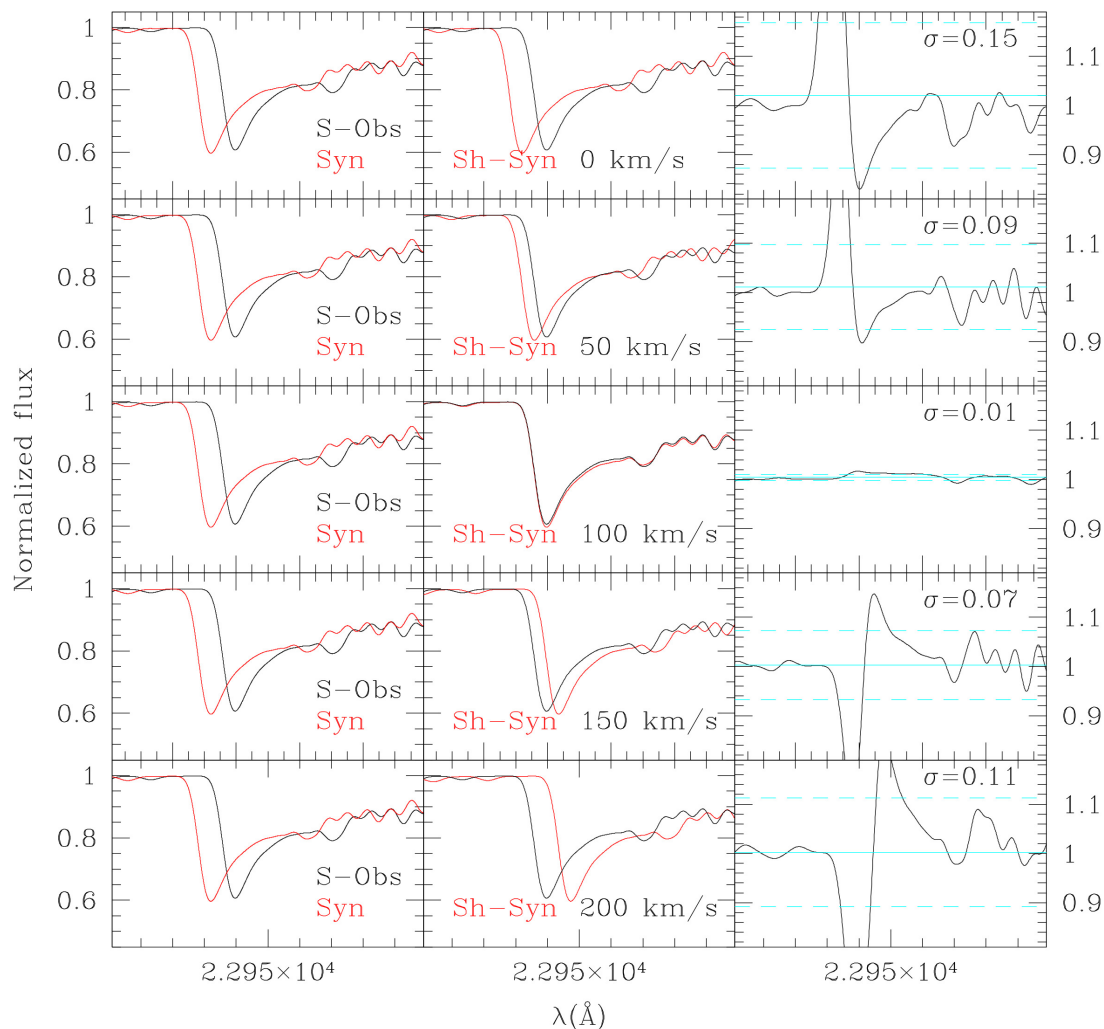


Figura 5.8: Flusso normalizzato in funzione della lunghezza d'onda per uno spettro osservato simulato (S-Obs), prodotto dalla media di due sintetici e shiftato artificialmente di 100 km s^{-1} a confronto con un sintetico di riferimento (numero 5). In ogni riga viene considerata una velocità diversa per il sintetico e tanto più la velocità del sintetico si avvicina a quella dell'osservato simulato (100 km s^{-1}), tanto più il risultato della loro divisione, mostrato nei pannelli della terza colonna, presenta poca dispersione. Si sceglie, così, il valore di velocità migliore per un dato sintetico fissato, indipendentemente da quanto sia appropriato il sintetico in esame.

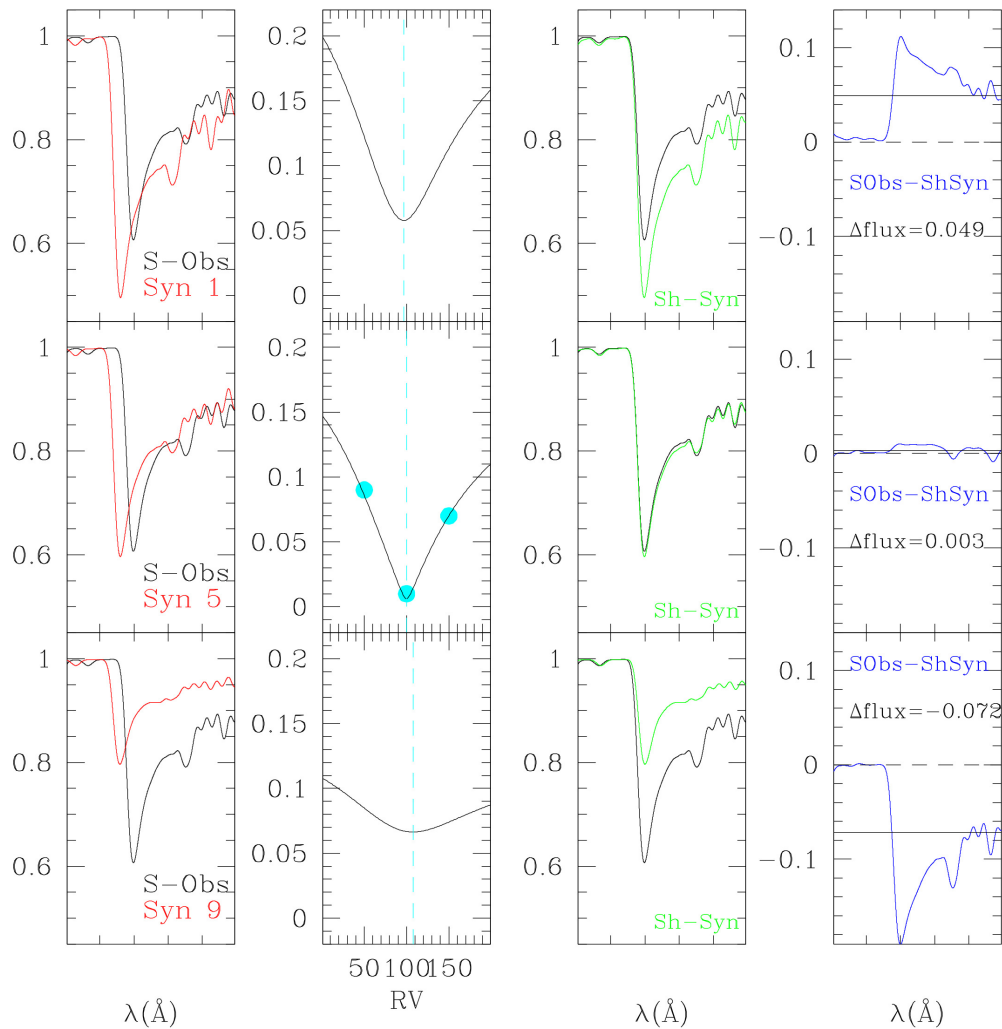


Figura 5.9: Pannelli prima colonna: osservato simulato confrontato con tre sintetici diversi (1, 5, 9). Ogni sintetico riproduce al meglio l'osservato con una velocità radiale differente (corrispondente al minimo nei pannelli della seconda colonna) e una volta che esso viene shiftato di tale valore per allinearlo all'osservato (pannelli terza colonna) la differenza tra osservato simulato e sintetico shiftato produce un risultato diverso in base alla forma (ad esempio, profondità delle bande) del sintetico considerato (pannelli quarta colonna): positivo quando l'osservato è meno profondo del sintetico; circa nullo quando i due sono pressoché analoghi; negativo quando l'osservato è più profondo del sintetico.

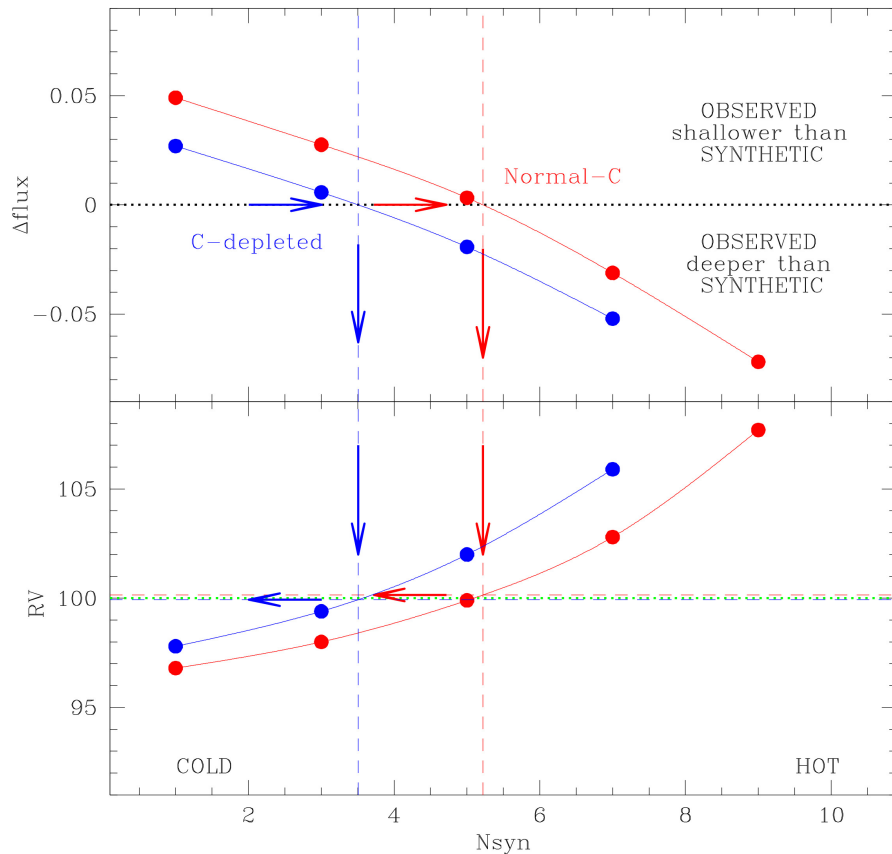


Figura 5.10: Differenza tra osservato simulato e sintetico in funzione del numero del sintetico: numeri più bassi indicano temperature più fredde. In rosso: sintetici con abbondanze originarie di C; in blu: sintetici con abbondanze modificate di C. I punti che stanno sopra lo zero indicano che l'osservato è meno profondo del sintetico e, pertanto, per far sì che i due spettri siano il più possibile simili tra loro, si può considerare un'abbondanza di C e una certa temperatura, oppure un'abbondanza minore di C e una temperatura inferiore. Avendo trovato il numero del sintetico che meglio riproduce l'osservato (che si trova sullo zero), allora, si considera la relazione tra il sintetico e la sua velocità radiale associata e si trova il valore di velocità da considerare per quel dato spaxel.

- Raggio

Le opzioni considerate inizialmente per i primi due parametri sono le seguenti:

- SNR=20 e Ndet=4
- SNR=10 e Ndet=3

La prima scelta, rispetto alla seconda possibilità, è quella più conservativa ai fini di ottenere le misure relative alle stelle migliori, in quanto richiede una soglia per il rapporto segnale rumore più elevata e un numero di detection anch'esso maggiore. In questo modo si considerano le stelle migliori, anche se saranno in numero minore. Nel secondo caso, invece, abbassando sia il valore del SNR sia del Ndet, si considera un numero maggiore di stelle, ma con qualità minore.

Scelta la prima opzione, in quanto più conservativa ai fini di ottenere misure buone e meno contaminate, si considera il raggio, il quale viene definito in base al centroide della stella in esame. Entro tale raggio si andranno a prendere gli spaxel della stella entro cui mediare i valori.

Le opzioni considerate per il raggio sono state le seguenti:

- R=0.5
- R=0.9
- R=1.9

Il primo caso riguarda ancora una volta una scelta più restrittiva, ai fini di limitare la contaminazione da parte della luce delle stelle vicine.

Mentre per i primi parametri in gioco si è visto che la scelta migliore fosse quella di considerare un SNR=20 e un Ndet=4, per quanto riguarda il raggio, invece, la scelta migliore è R=0.9, in quanto nel primo caso si perdeva troppa informazione e nell'ultimo si rischiava di essere molto contaminati. Infatti, se si considera un valore intermedio per il raggio, si avrà più statistica rispetto al caso con un raggio più piccolo e una contaminazione inferiore rispetto al caso con un raggio maggiore. La contaminazione da parte delle stelle adiacenti, però, può comunque essere significativa. Per questo motivo, successivamente, essa verrà stimata per tutte le stelle del catalogo.

Per aiutarsi in queste scelte, inoltre, sono stati confrontati i singoli cataloghi creati con un catalogo MUSE, anch'esso contenente misure di velocità radiali di stelle in regioni intermedie dell'ammasso e, quindi, parzialmente sovrapposto coi campi SINFONI. La scelta, in particolare, su quale fosse il catalogo migliore da utilizzare, è stata fatta guardando quello che presentava un offset ed una dispersione minore rispetto a MUSE.

I singoli campi, pertanto, sono stati creati considerando: $SNR=20$, $N_{det}=4$ e $R=0.9$. In questo modo si è trovata la combinazione più consona a creare il catalogo migliore.

Tuttavia è importante notare che la differenza tra i cataloghi ottenuti con le varie combinazioni di parametri, in particolar modo riguardo ai valori delle velocità radiali, sia trascurabile. Pertanto, le scelte qui effettuate, ad eccezione per il caso del raggio, non influenzano significativamente il risultato finale.

Si è, poi, andato a modificare l'identificativo in modo tale che si possa riconoscere da che campo provenga una determinata stella: quelle che, ad esempio, presentano un identificativo del tipo 5***** corrispondono al campo LRN, mentre le stelle con un identificativo del tipo 9***** corrispondono al campo LRS.

I campi sono stati, quindi, combinati nel seguente modo:

come prima cosa sono stati uniti i campi HRE1 e HRE2, facendo una media pesata sull'errore delle varie misure disponibili, ogniqualvolta ci fossero stelle in comune tra di essi. Allo stesso modo sono stati uniti i campi HR e HRC. Infatti, considerando il valore dell'offset medio presente tra i campi HRE1 e HRE2 e tra i campi HR e HRC, si è notato che essi erano omogenei entro gli errori. A partire dai prodotti delle due combinazioni iniziali, si è creato, poi, un singolo catalogo ad alta risoluzione facendo, anche in questo caso, una media pesata sull'errore qualora si presentassero stelle in comune. Si sono poi considerati i campi LR (LRN, LRNE, LRE, LRSE, LRS). Dopo aver verificato che non avessero stelle in comune, li si è combinati per creare un unico catalogo LR. Infine, quest'ultimo catalogo è stato messo assieme al catalogo contenente i vari campi HR. Questa volta, però, nel caso di stelle in comune (solamente una), si è deciso di prendere direttamente la misura HR, in quanto a risoluzione spaziale maggiore e, quindi, meno a rischio di contaminazione.

A questo punto, si è costruito il catalogo finale, dove, grazie alla modifica precedente, è possibile riconoscere le stelle provenienti dai diversi campi.

Di seguito vengono riportate una serie di figure.

In figura 5.11, viene raffigurato il diagramma colore-magnitudine nel piano (V , $V-I$): in nero si trovano le stelle relative al catalogo HST, mentre in azzurro le stelle relative al catalogo SINFONI costruito dall'analisi appena descritta.

Nel diagramma successivo (figura 5.12), invece, ai fini di mostrare la qualità degli spettri in diversi punti del diagramma, vengono identificate quattro stelle (croci azzurre) rappresentative delle diverse tipologie di stelle presenti nel catalogo SINFONI: stella brillante, stella debole, stella di RGB e stella di HB.

Di seguito, poi, vengono riportate le figure relative agli spettri (conteggi in funzione della lunghezza d'onda d'osservazione) delle quattro stelle identificate nel diagramma precedente.

In particolare, in figura 5.13, vengono riportati i quattro spettri singoli delle stelle, mentre la figura 5.14 mostra i quattro spettri stellari assieme.

Nel caso degli spettri singoli le stelle sono state prese tutte e quattro all'interno dello stesso campo di vista (si è considerato il campo LRNE), in modo che si potessero comparare i conteggi. In particolare, si può notare come lo spettro della stella brillante sia migliore rispetto al caso dello spettro della stella debole, il quale è dominato dal rumore e non presenta le bande di assorbimento ben visibili, invece, nel primo spettro.

Per quanto riguarda la figura 5.14, invece, sono stati presi spettri di stelle appartenenti a campi di vista diversi. In questo caso il flusso strumentale è stato normalizzato, in modo da poter apprezzare meglio le bande di assorbimento. È stato introdotto, inoltre, un offset arbitrario tra i vari spettri per non farli sovrapporre.

In questo modo è possibile notare che la profondità delle righe telluriche è circa la stessa nei quattro spettri, mentre le bande molecolari sono molto più evidenti nel caso della stella brillante e fredda e diventano sempre meno importanti, fino a non distinguersi più nel caso dello spettro della stella debole.

In seguito, in figura 5.15, viene riportata la distribuzione delle velocità radiali dei singoli spaxel analizzati, coi relativi errori, in funzione della distanza dal centro. I diversi colori, come suggerito dalla legenda nel grafico, rappresentano i diversi campi di vista, dove si noti, però, che i quattro campi HR sono rappresentati assieme.

Infine, in figura 5.16 a sinistra, viene mostrata la distribuzione delle velocità radiali dei singoli spaxel analizzati, coi relativi errori, in funzione della magnitudine. Si può notare che la distribuzione rimane circa larga uguale a quella della distribuzione riportata in figura 5.15, ma è evidente come, a magnitudini più elevate, l'errore aumenti.

Nel pannello di destra, invece, viene riportato l'errore delle velocità radiali in funzione della magnitudine. In questo caso si può notare come le stelle brillanti presentino un errore piccolo, in quanto le loro velocità vengono stimate bene, mentre, all'aumentare della magnitudine, l'errore diventa più grande. Sono comunque presenti stelle deboli che mostrano un errore piccolo. Ciò è dovuto al fatto che tali stelle sono totalmente contaminate (come si vedrà in seguito nel paragrafo 6.1) e, pertanto, non si sta osservando lo spettro "puro" di quella stella, ma una combinazione tra questo e la luce proveniente dalle ali di una stella brillante vicina. Ciò non costituisce un problema, però, in quanto, di seguito, le stelle verranno ripulite per la contaminazione.

In entrambi i pannelli i diversi colori rappresentano i diversi campi di vista, come suggerito dalla legenda nel grafico. Si noti che i quattro campi HR sono raffigurati assieme.

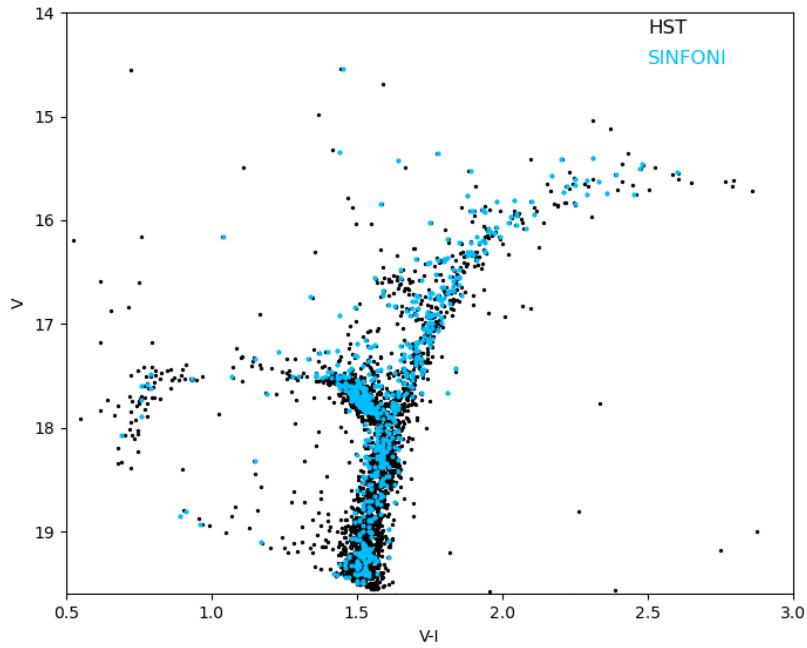


Figura 5.11: Diagramma colore-magnitudine nel piano (V, V-I): in nero le stelle appartenenti al catalogo HST, in azzurro le stelle relative al catalogo SINFONI.

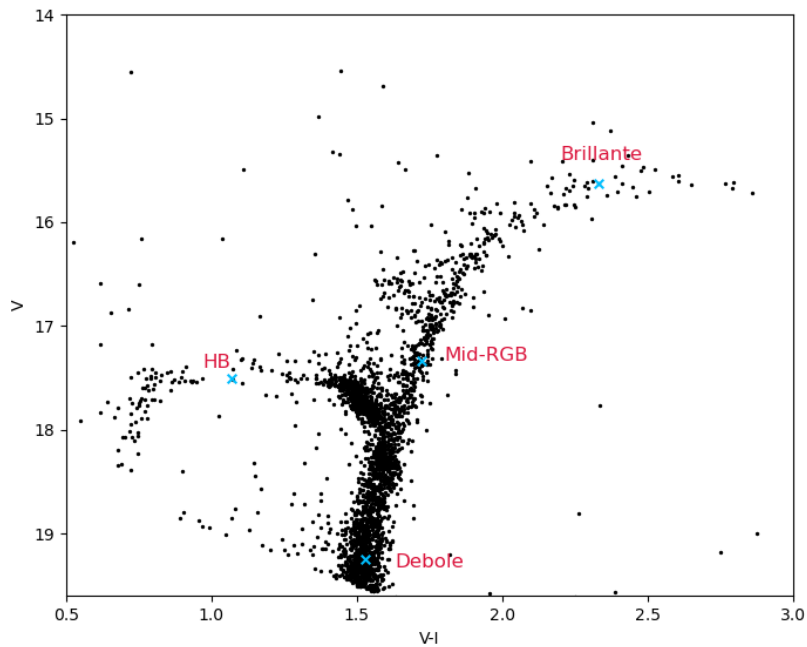


Figura 5.12: Diagramma colore-magnitudine nel piano (V, V-I): le croci azzurre identificano 4 stelle rappresentative delle diverse tipologie di stelle presenti nel catalogo SINFONI e indicate in figura.

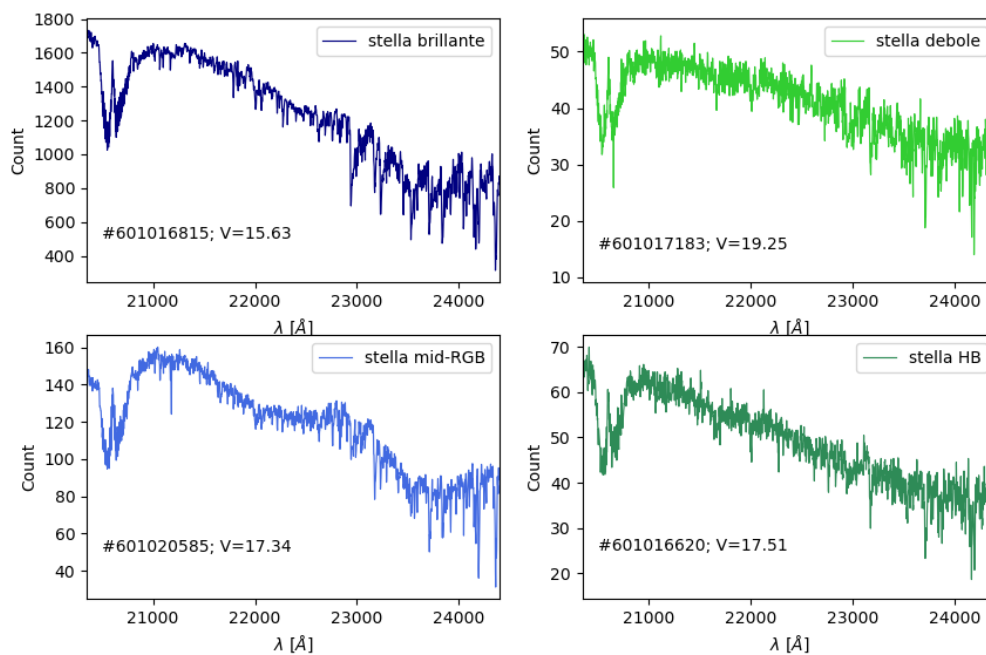


Figura 5.13: Conteggi in funzione della lunghezza d'onda d'osservazione per quanto riguarda gli spettri singoli relativi a quattro stelle d'esempio prese in esame.

Si può notare, in particolare, la differenza presente tra il caso della stella brillante e quello della stella debole: il secondo, infatti, è quasi dominato dal rumore e non presenta le bande di assorbimento, le quali, invece, sono ben visibili nel primo spettro.

Le quattro stelle appartengono allo stesso campo di vista, LRNE.

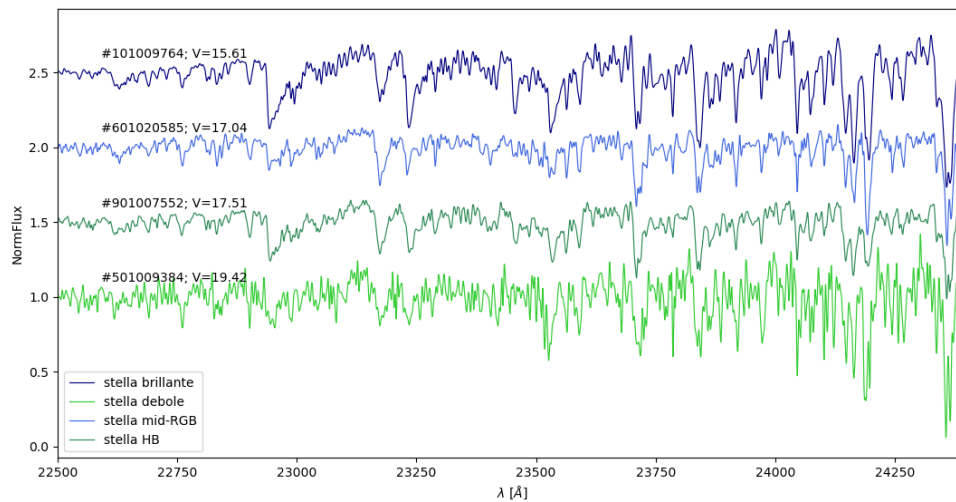


Figura 5.14: Flusso normalizzato in funzione della lunghezza d'onda d'osservazione per quanto riguarda gli spettri delle quattro stelle prese in esame. A differenza della figura 5.13, in questo caso, viene considerato un intervallo in lunghezza d'onda più ristretto e spettri di stelle appartenenti a quattro campi di vista diversi. È stato introdotto, inoltre, un offset arbitrario in modo da non far sovrapporre i singoli spettri.

Si può apprezzare come la profondità delle righe telluriche sia circa la stessa nei vari spettri, mentre l'andamento delle bande molecolari sia ben diverso: nel caso della stella brillante (spettro blu) esse sono ben pronunciate e diventano sempre meno visibili, fino a non distinguersi più nel caso riguardante la stella debole (spettro verde chiaro).

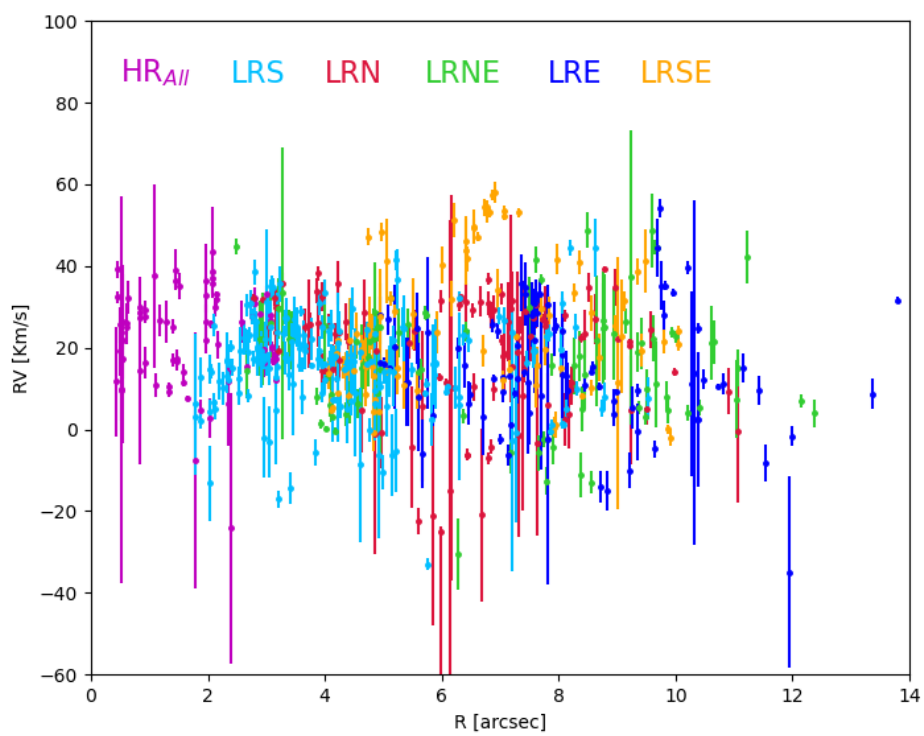


Figura 5.15: Distribuzione delle velocità radiali, coi relativi errori, degli spaxel analizzati durante la procedura. I diversi colori sono relativi ai diversi campi. Si noti che i 4 campi HR sono rappresentati assieme.

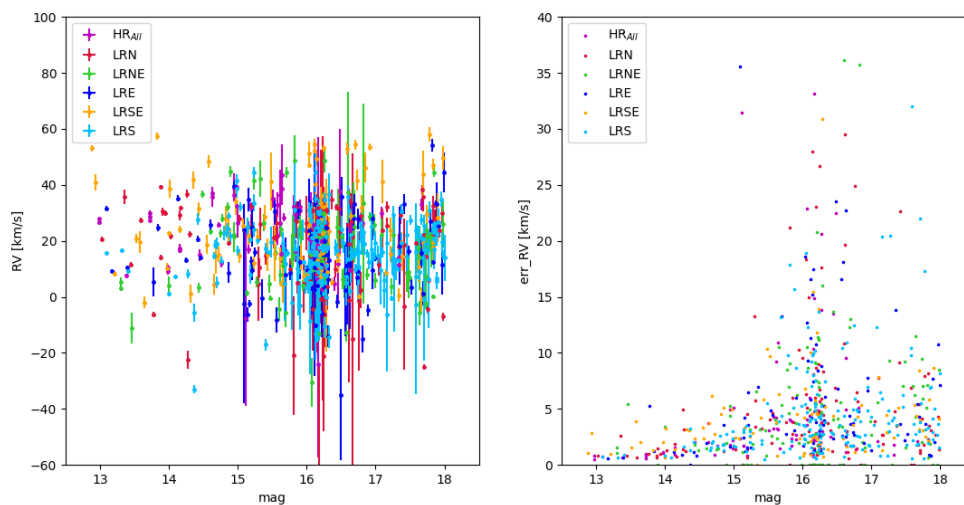


Figura 5.16: A sinistra: distribuzione delle velocità radiali dei singoli spaxel analizzati, coi relativi errori, in funzione della magnitudine. Man mano che la magnitudine aumenta l'errore aumenta. A destra: errore delle velocità radiali in funzione della magnitudine. Le stelle brillanti presentano un errore piccolo, mentre, man mano che diventano deboli, l'errore aumenta. Sono presenti, però, stelle deboli con errori piccoli ed esse, molto probabilmente, sono stelle totalmente contaminate (si veda sezione 6.1).

In entrambi i pannelli i diversi colori rappresentano i diversi campi di vista, come suggerito nella legenda. Si noti che i quattro campi HR sono rappresentati assieme.

Capitolo 6

Analisi e discussione dei risultati

6.1 Stima della contaminazione

Dal momento che si stanno considerando regioni molto centrali e, quindi, estremamente dense dell'ammasso globulare, risulta opportuno valutare l'impatto della possibile contaminazione di uno spaxel dalla luce di stelle vicine. Inoltre, nell'analisi svolta, sono stati estratti più spaxel possibili in ogni puntamento (vedi paragrafo 5.2) associando, quindi, il maggior numero possibile di stelle sulla base della posizione. In questa prima fase non è stato considerato l'eventuale grado di contaminazione di uno spaxel. Pertanto, al fine di ripulire il catalogo da stelle potenzialmente contaminate, è stata stimata la contaminazione di tutte le stelle presenti nel catalogo. Si tratta di una stima indicativa, in quanto durante la fase di rimozione delle stelle contaminate non serve sapere il valore assoluto di contaminazione di ciascun oggetto, ma solo definire un valore di soglia oltre la quale considerare le stelle contaminate (e quindi con velocità radiali non affidabili). Questo approccio è più solido rispetto ad un criterio di selezione basato solo sulla magnitudine. Infatti, se si tagliasse il catalogo ad una certa magnitudine si scarterebbero tutte le stelle più deboli oltre tale limite ipotizzando che siano tutte contaminate. In base al taglio in magnitudine considerato, però, potrebbero essere presenti stelle più deboli ma isolate e, pertanto, non contaminate, le quali andrebbero perse. D'altro canto ci potrebbero essere stelle brillanti, non escluse dal taglio in magnitudine, contaminate da stelle vicine più brillanti.

Tramite il seguente approccio, invece, è possibile evitare tali errori. Si procede, quindi, nel seguente modo:

si utilizza un programma scritto in Fortran90 il quale richiede in input un catalogo fotometrico a più alta risoluzione ed il più completo possibile. In questo modo, rispetto alle sole stelle presenti nei singoli puntamenti del catalogo SINFONI, è possibile considerare, se presenti nel catalogo in input, anche stelle più deboli, quelle che non vengono risolte e quelle che si trovano fuori dal bordo del campo di vista. Ciò sarà utile per evitare le impre-

cisioni descritte poco fa. Infatti, se è presente un blend, che con SINFONI non viene risolto, si considererà la sua luce come quella di una singola stella isolata, quando, in realtà, è fortemente contaminata. Allo stesso modo, si potrebbe considerare una stella al bordo come non contaminata perché la ipotetica stella vicina brillante cade fuori dal bordo e SINFONI non la misura. Si possono evitare tali questioni, quindi, considerando un catalogo che sia più completo, a più alta risoluzione e spazialmente più esteso, come nel caso del catalogo proveniente dalle misure HST. Questo catalogo, inoltre, per poter essere di riferimento, deve contenere le posizioni delle stelle misurate tramite HST riportate, però, nel sistema di coordinate di SINFONI. Pertanto, la stima della contaminazione verrà svolta campo per campo utilizzando il catalogo HST, ogni volta opportunamente rototraslato nel sistema di coordinate SINFONI.

Il programma ha, poi, bisogno dell'informazione sui parametri di PSF. Questi ultimi sono fondamentali perché da essi dipende la forma della PSF, la quale incide sulla contaminazione da parte delle stelle adiacenti. Infatti, se la FWHM è stretta, allora la luce sarà concentrata su pochi spaxel; se la FWHM, invece, è larga, allora le ali della PSF possono contribuire alla luce di altre stelle in maniera più o meno importante.

I parametri sono stati ricavati tramite DAOPHOT (Stetson, 1987). In primo luogo è stata fatta una ricerca di tutte le componenti presenti all'interno di ogni immagine a disposizione (6 esposizioni x 9 campi = 54 immagini analizzate). Si è, poi, utilizzata la routine di DAOPHOT per calcolare la PSF su ognuna di esse. In particolare, si è considerato un modello analitico e una funzione Moffat con $\beta=1.5$. Ad una prima iterazione, quindi, si cerca di modellare la PSF utilizzando tutte le componenti presenti. DAOPHOT, però, contrassegna le stelle che ritiene essere non opportune per il calcolo. In base a ciò si ripulisce la lista delle stelle da utilizzare e viene rilanciata la routine per la PSF. Nei file che essa produce si trovano i valori di FWHM nelle due direzioni x e y, ovvero i parametri che il programma Fortran necessita per il calcolo sulla contaminazione. Dato che i valori tra le immagini dei vari campi erano abbastanza stabili e dato che si è interessati ad una stima indicativa della contaminazione, si è deciso di prendere un valore medio per la FWHM nelle due direzioni per i campi High Resolution e uno per i campi Low Resolution:

- campi HR: $x=1.58$ $y=1.01$;
- campi LR: $x=1.02$ $y=0.59$.

È necessaria, poi, l'informazione sulla magnitudine delle stelle, in quanto il programma si baserà su di essa per valutare i flussi relativi di stelle vicine.

Il catalogo a disposizione, però, possiede le misure solo per quanto riguarda le magnitudini I e V di tali stelle, mentre le osservazioni riguardano le regioni dell'infrarosso e, pertanto, sarebbe più appropriato utilizzare in questa procedura la magnitudine K. A tale scopo sono

sono state utilizzate le isocrone ricavate tramite il tool online Dartmouth Stellar Evolution Database, [Dotter et al. \(2008\)](#), a partire dai seguenti parametri:

- Età: 13 Gyr;
- $[Fe/H]$: -0.50 ± 0.02 ([Origlia et al., 2008](#));
- $[\alpha/Fe]$: $+0.2 \pm 0.02$ ([Origlia et al., 2008](#));

In particolare sono state utilizzate le magnitudini I e V del sistema fotometrico HST/ACS WFC e le magnitudini K del sistema UBV(RI)c+2MASS+Kepler.

Tali magnitudini assolute sono state riportate nel piano osservativo, considerando la distanza dell'ammasso e l'arrossamento, ai fini di ottenere valori che fossero indicativi delle magnitudini K che si otterrebbero dalle osservazioni.

La formula utilizzata è la seguente:

$$m_{oss} = M + DM_0 + R_\lambda E(B - V) \quad (6.1)$$

dove m_{oss} è la magnitudine simulata ($K_{simulata}$), M è la magnitudine assoluta, DM_0 è il modulo di distanza vero e corrisponde a $(m - M)_0 = 5 \text{Log}d_{pc} - 5$, $R_\lambda = (A_\lambda/A_v)R_v$ e $E(B-V)$ è il reddening.

Per la distanza e il reddening si sono considerati i valori riportati nel catalogo di Harris ([Harris, 1996a](#)), mentre per i diversi coefficienti si sono considerati i valori relativi a [Cardelli et al. \(1989\)](#) e a [O'Donnell \(1994\)](#).

In seguito, si è cercata una relazione colore-colore nel piano dell'isocrona (V-I, I-K), come mostrato in figura 6.1 nel pannello di sinistra, per far sì che a partire dalle magnitudini I e V osservate, si potessero ottenere le magnitudini K anch'esse osservate ($K_{simulata}$), come mostrato in figura 6.1 nel pannello di destra. Si noti che per colori $(V-I) < 1.5$ le magnitudini K sono estrapolate. Tuttavia ciò non costituisce un problema, dal momento che tali magnitudini corrispondono a stelle che non verranno considerate nell'analisi successiva, in quanto troppo deboli e calde.

In figura 6.2, inoltre, viene mostrato il diagramma colore-magnitudine nel piano (I, I- $K_{simulata}$), con l'isocrona corrispondente sovrapposta ad esso.

Il programma inizia a considerare, campo per campo, una stella alla volta e, grazie alle coordinate, viene identificato lo spaxel in cui si trova il centroide. In base alle magnitudini della stella in questione e delle sue vicine viene calcolato il contributo relativo di ciascun oggetto. In particolare, il programma riesce a capire quanti conteggi appartengono alla stella e quanti alle altre, dandone una percentuale per le prime tre stelle che contribuiscono

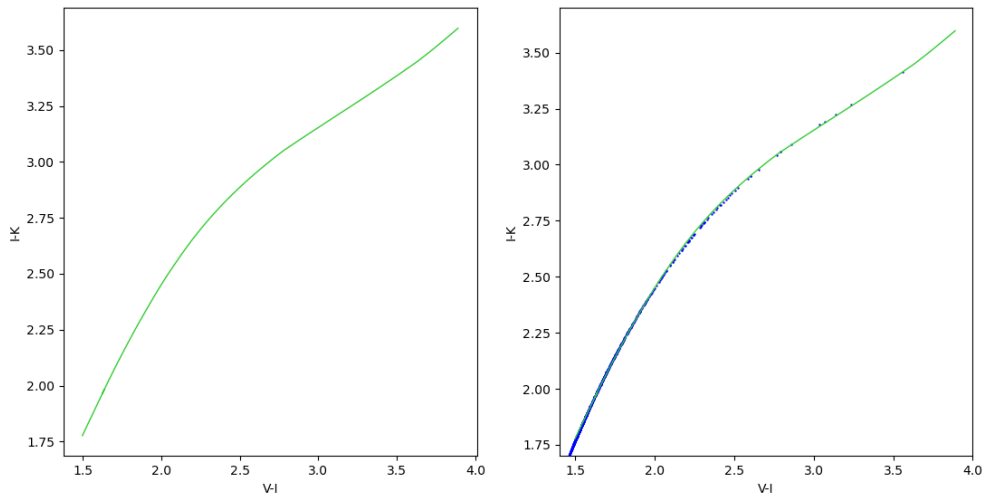


Figura 6.1: A sinistra: relazione colore-colore nel piano (V-I, I-K) riguardante le magnitudini delle isocrone riportate nel piano osservativo. A destra: la stessa relazione del grafico di sinistra con sovrapposta l'interpolazione (in blu), la quale ha permesso di ottenere le magnitudini K osservate ($K_{simulata}$), a partire dalle magnitudini I e V. Si noti che per colori (V-I)<1.5 le magnitudini K sono estrapolate, tuttavia sono relative a stelle che non sono state considerate nell'analisi successiva, in quanto troppo deboli e calde.

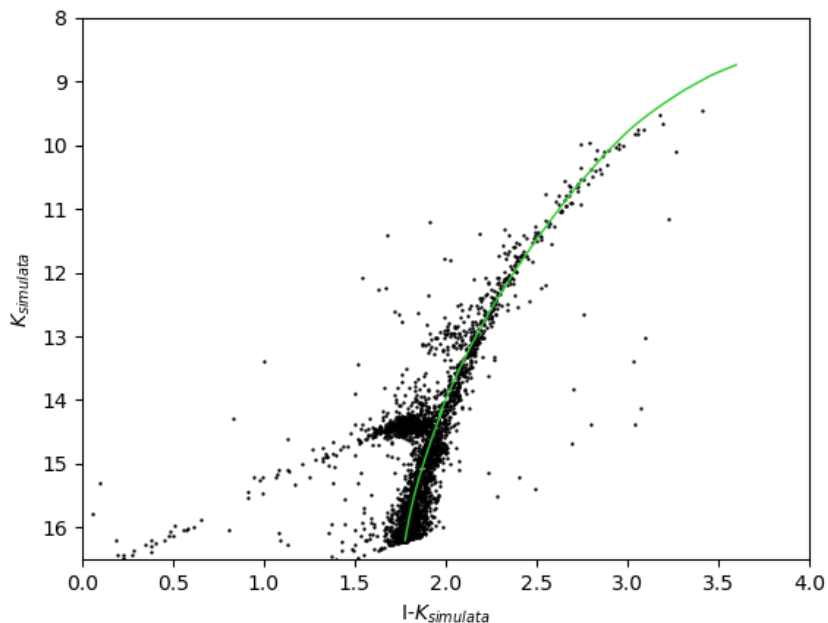


Figura 6.2: Diagramma colore-magnitudine nel piano (I, $I-K_{simulata}$). Viene messo in evidenza, così, il ramo delle Giganti, a cui appartengono le stelle in esame. Sovrapposta ad esso, in verde, viene mostrata l'isocrona corrispondente.

maggiormente. Oltre alle tre percentuali viene calcolato il rapporto tra la luce della stella in esame e la luce del maggior contribuente. Sarà proprio questo il valore che discriminerà una stella contaminata da una non contaminata, una volta scelto un valore di soglia. Da qui, durante l'analisi alcune stelle verranno considerate essere fortemente contaminate (rapporto < 10), altre lo saranno meno ($10 < \text{rapporto} < 20$) e altre ancora non lo saranno affatto (rapporto > 20).

In seguito, l'informazione sulla contaminazione, ottenuta dal programma appena descritto per ogni campo di vista, viene aggiunta al catalogo che effettivamente contiene le stelle appartenenti al singolo campo in questione. Questi singoli cataloghi, poi, vengono riportati sul catalogo SINFONI totale, in modo da associare ad ogni stella contenuta in esso l'informazione sulla contaminazione.

Una volta terminata la stima della contaminazione di tutte le stelle per cui è stata misurata una velocità radiale, è stata visualizzata la mappa spaziale in coordinate assolute RA e Dec della contaminazione, riportata in figura 6.3: tanto più una stella è grande, tanto più è brillante, e tanto più una stella è verde, tanto meno è contaminata, come si può dedurre dalla colorbar, la quale indica il rapporto di contaminazione.

In figura 6.4, invece, viene rappresentato il diagramma colore-magnitudine (V, V-I): sono riportate in nero tutte le stelle appartenenti al catalogo HST, mentre le stelle del catalogo SINFONI mostrano un determinato colore in base alla diversa contaminazione. Anche in questo caso tanto più una stella è verde e tanto meno essa è contaminata. Si può notare, quindi, che tutte le stelle brillanti risultano essere non contaminate (in quanto verdi), a meno di qualche caso che potrebbe risultare contaminato (rosso) a causa della presenza di una stella vicina ancora più brillante. Man mano che le stelle diventano più deboli aumenta la probabilità che siano contaminate (rosse). Esse, però, potrebbero comunque risultare verdi nel caso in cui fossero isolate.

Infine, in figura 6.5, vengono riportati i grafici riguardanti le velocità radiali delle stelle in funzione della distanza dal centro dell'ammasso, espressa in arcosecondi, e dove i colori rappresentano i diversi campi di vista, come mostrato nel caso della figura 5.15 a fine del capitolo precedente. Qui, in particolare, sono raffigurati tre casi corrispondenti a diversi rapporti considerati per la contaminazione: nel primo caso vengono riportate le velocità riguardanti le stelle fortemente contaminate, le quali hanno un rapporto inferiore a 10; nel secondo caso le stelle che presentano una leggera contaminazione, con rapporto compreso tra 10 e 20; nell'ultimo caso, invece, vengono riportate le stelle che non presentano affatto contaminazione, con un rapporto superiore a 20.

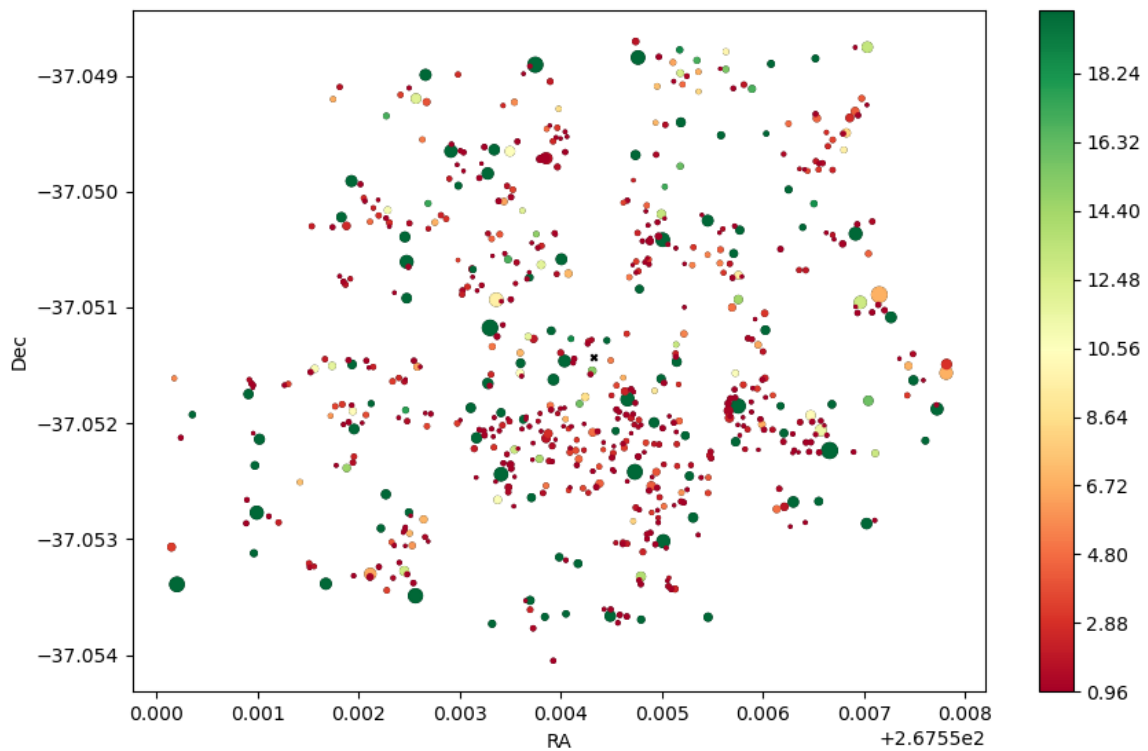


Figura 6.3: Mappa spaziale in coordinate assolute RA Dec della contaminazione delle stelle del catalogo SINFONI. La colorbar indica il rapporto di contaminazione: il colore rosso indica le stelle contaminate, il colore verde quelle non contaminate. Quindi, tanto più una stella è verde e tanto meno essa è contaminata; la grandezza dei punti indica diverse magnitudini; tanto più una stella è grande, tanto più essa è brillante.

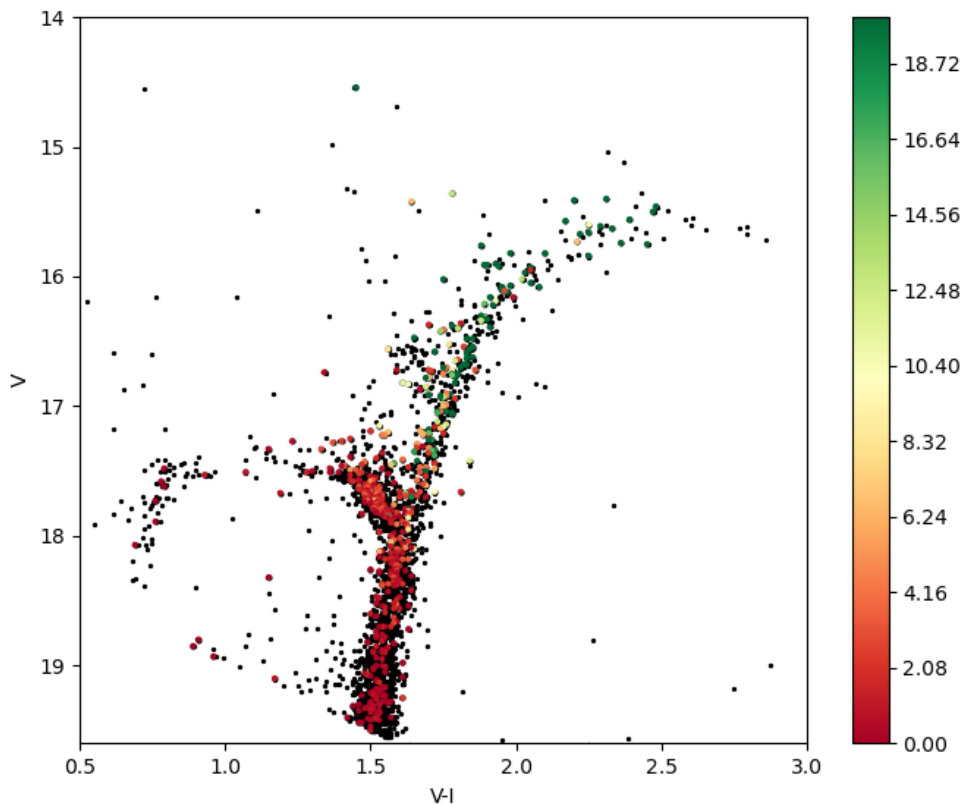


Figura 6.4: CMD nel piano $(V, V-I)$: in nero vengono rappresentate tutte le stelle appartenenti al catalogo HST, mentre le stelle del catalogo SINFONI mostrano un determinato colore in base al diverso grado di contaminazione. Come in figura 6.3 il colore rosso indica le stelle contaminate, il colore verde quelle non contaminate. Quindi, tanto più una stella è verde e tanto meno essa è contaminata. Si può notare che tutte le stelle brillanti risultano essere verdi, a meno di qualche caso che potrebbe risultare rosso a causa della presenza di una stella vicina ancora più brillante. Man mano che le stelle diventano più deboli, quindi, diventano rosse. Esse, però, potrebbero comunque risultare verdi nel caso in cui fossero isolate.

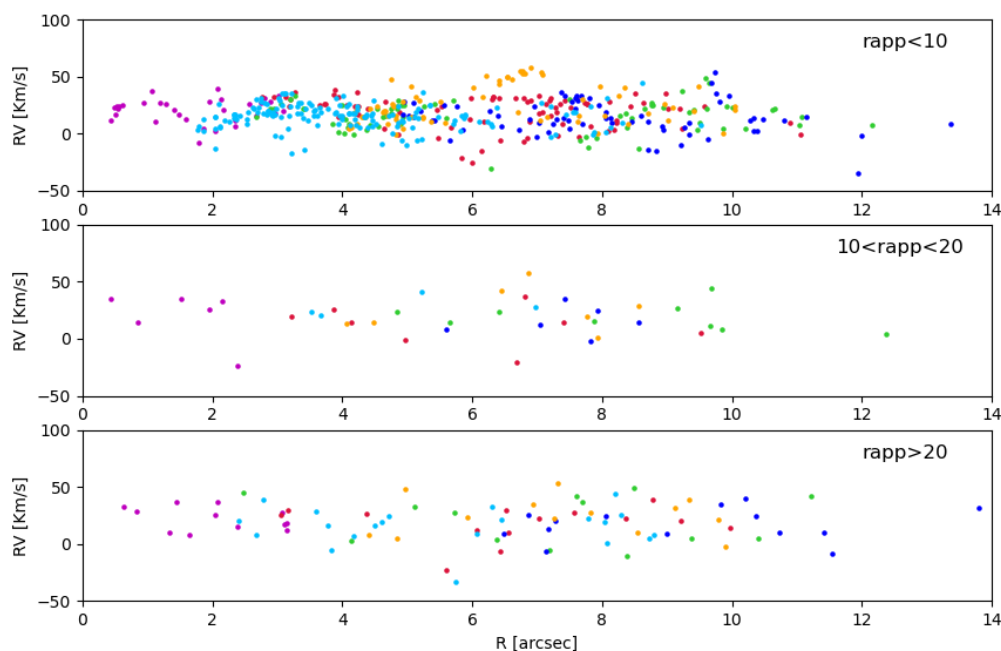


Figura 6.5: Velocità radiali in funzione della distanza dal centro dell'ammasso per le stelle del catalogo SINFONI, per diversi tagli riguardanti la contaminazione: in alto vengono mostrate le stelle fortemente contaminate ($rapp < 10$); nel secondo e terzo pannello si mostrano, invece, le stelle che presentano valori intermedi di contaminazione ($10 < rapp < 20$) e le stelle non contaminate ($rapp > 20$), rispettivamente. I colori corrispondono ai diversi campi di vista: viola: i quattro campi HR assieme; rosso: LRN; verde: LRNE; azzurro: LRS; arancione: LRSE; blu: LRE.

Si può notare come, alla fine della procedura descritta in questo paragrafo, le stelle non contaminate siano molte di meno rispetto al numero di stelle totale presenti nel catalogo SINFONI e come queste presentino una dispersione maggiore. Infatti, la singola stella contaminante che possiede una velocità radiale che si discosta dalla velocità sistemica può allontanare la singola stella contaminata dal valore della sistemica stessa. Da un punto di vista statistico, però, siccome le stelle contaminate sono tante, l'effetto cumulativo consiste nel far sì che la velocità delle stelle si avvicini alla velocità sistemica dell'ammasso. Per questo motivo la dispersione delle stelle contaminate è minore (primo pannello), rispetto al caso delle stelle non contaminate (terzo pannello).

6.2 Confronto con il catalogo MUSE

Il catalogo SINFONI è stato poi confrontato con un altro catalogo di NGC 6441 che si aveva a disposizione, contenente anch'esso misure di velocità radiali e derivante da misure MUSE. Anche in esso è contenuta l'informazione sulla contaminazione delle stelle. Infatti, dal momento che anche il catalogo MUSE è stato ottenuto tramite osservazioni IFU e data la risoluzione spaziale non ottimale nelle regioni centrali, anch'esso, durante la sua costruzione, è stato soggetto di un'analisi riguardante la contaminazione. Come spiegato nella sezione 6.1, la misura della contaminazione consiste nel rapporto tra la luce della stella in esame e la luce della stella adiacente. Pertanto, tanto più sarà grande tale misura, tanto più la stella non sarà contaminata. Per tale confronto si è scelto di utilizzare una soglia di rapporto=15 così da escludere le stelle significativamente contaminate, ma mantenere, allo stesso tempo, un numero sufficiente di oggetti per il confronto. Tuttavia, a seguito di test effettuati sul catalogo MUSE, è importante notare come la soglia di 15 non garantisca una totale assenza di contaminazione.

Dal confronto con esso, mostrato in figura 6.6, è stato riscontrato un certo trend, per cui le stelle non presentano tutte lo stesso offset. La distribuzione delle velocità radiali delle stelle, infatti, si discosta dalla bisettrice del piano, a differenza di quanto ci si aspetterebbe. Tale trend, probabilmente, è dovuto alla contaminazione in MUSE delle stelle in regioni così centrali dell'ammasso. Infatti, ci si aspetta che l'effetto della contaminazione possa inficiare le misure di velocità radiali facendo sì che esse si avvicinino, statisticamente, alla sistemica. Tale effetto produrrebbe una distribuzione delle velocità più stretta rispetto a quella reale. Ad esempio, se si assume che le velocità SINFONI siano le reali velocità radiali dei target considerati e che quelle MUSE siano, invece, erroneamente spostate verso la velocità sistemica (in quanto contaminate), si otterrà che le stelle con velocità maggiore rispetto alla sistemica saranno mediamente "rallentate", mentre quelle con velocità inferiore saranno "accelerate". Di conseguenza, come si può notare nel pannello di sinistra della figura 6.6, l'andamento della distribuzione non si trova sovrapposto alla bisettrice del piano come dovrebbe essere, bensì appare più ripido di quanto atteso.

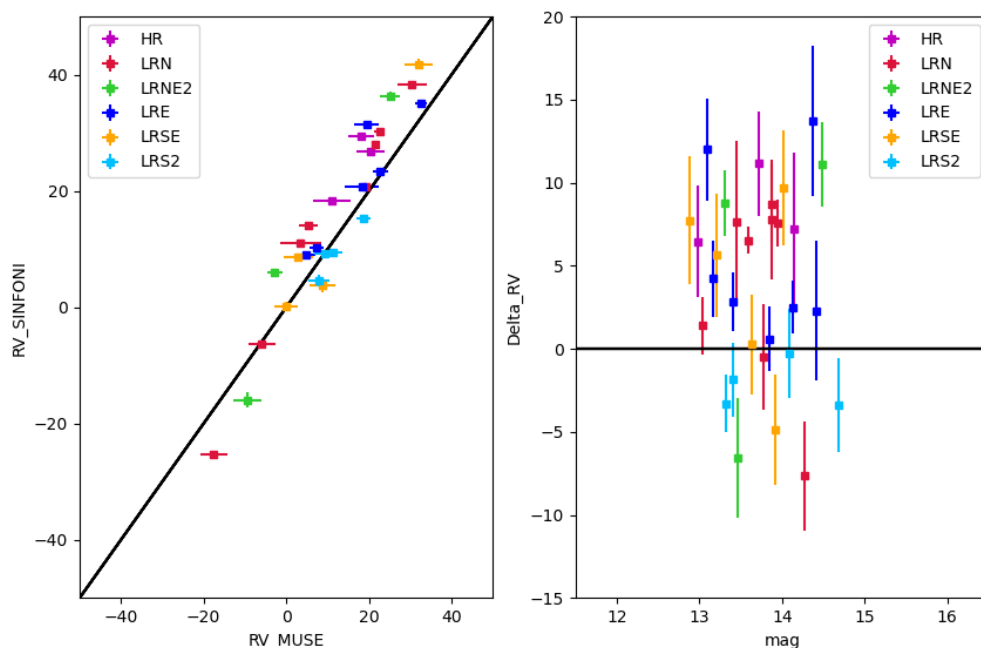


Figura 6.6: A sinistra: velocità radiali del catalogo di SINFONI in funzione delle velocità radiali del catalogo MUSE: ogni colore appartiene ad un campo di vista SINFONI diverso, come suggerito dalla legenda. È possibile apprezzare un trend, per cui le stelle non presentano tutte lo stesso offset in velocità, discostandosi dalla bisettrice del piano. A destra: differenza di velocità radiali (SINFONI-MUSE) in funzione della magnitudine. In entrambi i casi sono state raffigurate le stelle con un rapporto superiore a 15, così da escludere le stelle significativamente contaminate, ma mantenere, allo stesso tempo, un numero sufficiente di oggetti per il confronto.

6.3 Velocità sistemica

Al fine di costruire il profilo di dispersione di velocità dell'ammasso, è necessario calcolare la velocità sistemica (V_{sys}) dell'ammasso stesso.

Per la stima della V_{sys} , definita come la velocità radiale media delle stelle di ammasso, sono stati calcolati i valori della velocità media delle stelle ($\langle v \rangle$) e della loro deviazione standard (σ) considerando tutti i target del catalogo SINFONI, il quale copre l'intervallo radiale 0.01" - 14" dal centro dell'ammasso.

Tramite una procedura iterativa di σ -rejection vengono esclusi i valori di velocità radiali che si discostano più di 3σ dalla media. In particolare, la velocità sistemica viene calcolata applicando il principio di massima verosimiglianza, descritto in Walker et al. (2006) e la cui trattazione è rimandata al paragrafo (6.4).

In primo luogo la V_{sys} è stata calcolata considerando separatamente i campi HR e LR in

modo tale da verificare se tra loro non sia presente un eventuale offset di tipo strumentale. Sono stati considerati, inoltre, diversi tagli in contaminazione. Affinché la V_{sys} sia rappresentativa del campione, il calcolo deve essere fatto su un numero di stelle statisticamente significativo. Per tale ragione un taglio elevato, come può essere il caso relativo a un rapporto superiore a 20, 25 e 30, non permette di ottenere misure affidabili per la V_{sys} dell'ammasso. Allo stesso tempo, però, un taglio troppo piccolo non permette di escludere le stelle fortemente contaminate.

Sulla base di queste considerazioni si è deciso di adottare, quindi, un rapporto superiore a 15, in modo tale da escludere le stelle fortemente contaminate pur mantenendo un numero significativo di stelle.

Applicando, quindi, la procedura appena descritta a tutte le stelle del catalogo che presentano un rapporto superiore a 15 e considerando i campi HR separatamente dai LR, sono stati ottenuti i seguenti valori: $V_{sys_{HR}} = 23.9 \pm 2.7 \text{ km s}^{-1}$, calcolata su 14 stelle; $V_{sys_{LR}} = 19.1 \pm 1.5 \text{ km s}^{-1}$, calcolata su 77 stelle.

Effettuando, quindi, la stima della V_{sys} sui campioni HR e LR separatamente, si è notato che essi mostrano un disallineamento, come mostrato in figura 6.7 e, pertanto, si è deciso di eliminare tale offset.

Dal momento che le misure provenienti dai campi LR sono più numerose e, quindi, statisticamente più significative, si è deciso di riportare le misure relative alle velocità radiali dei campi HR a quelle dei LR. A tal proposito è stato calcolato il valore della differenza tra la velocità sistemica media trovata nel caso dei campi HR e quella relativa ai campi LR, il quale risulta essere:

$$\Delta_{sistemico} = V_{sys_{LR}} - V_{sys_{HR}} = 19.1 - 23.9 = -4.8 \text{ km s}^{-1} \quad (6.2)$$

Tale valore è stato, poi, aggiunto alle misure di velocità radiali relative ai campi HR.

Successivamente, il valore di V_{sys} dell'ammasso è stato ricalcolato considerando il catalogo omogeneo tra i campi HR e LR con la stessa procedura descritta precedentemente, considerando ancora una volta un taglio in contaminazione superiore a 15 e una rejection a 3σ su tutti i campi. In questo caso, quindi, sono stati trovati i seguenti valori, sulla base di 91 stelle: $V_{sys} = 19.1 \pm 1.4 \text{ km s}^{-1}$.

In figura 6.8 viene mostrato l'andamento delle velocità radiali, con un taglio in contaminazione maggiore di 15, in funzione della distanza dal centro dell'ammasso e l'istogramma rappresentativo delle distribuzioni di tali velocità. I punti neri sono relativi alle stelle escluse dalla procedura in quanto presentano una velocità radiale oltre 3σ .

Tale valore di V_{sys} verrà utilizzato in seguito per costruire il profilo di dispersione di velocità radiale dell'ammasso globulare.

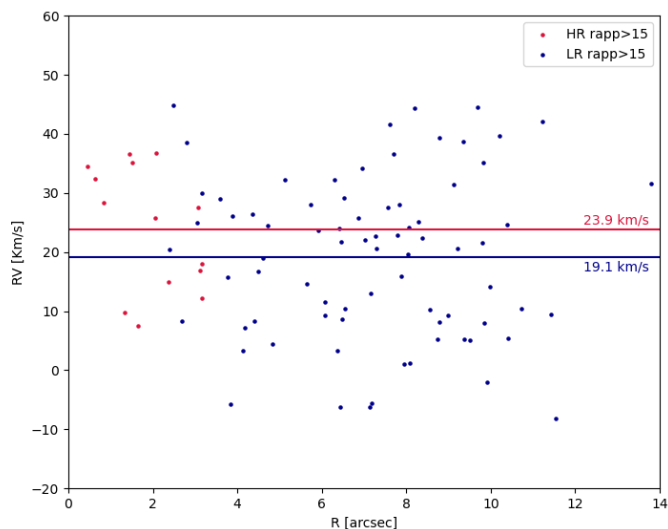


Figura 6.7: Velocità radiali dei campi HR (in rosso) e LR (in blu) in funzione della distanza dal centro dell'ammasso. Per entrambi è stato considerato un taglio in contaminazione superiore a 15 e si può notare l'offset presente tra i campi ad alta risoluzione e a bassa risoluzione. I valori della velocità media di tali campi, infatti, sono: $V_{\text{sys}_{HR}} = 23.9 \text{ km s}^{-1}$ e $V_{\text{sys}_{LR}} = 19.1 \text{ km s}^{-1}$.

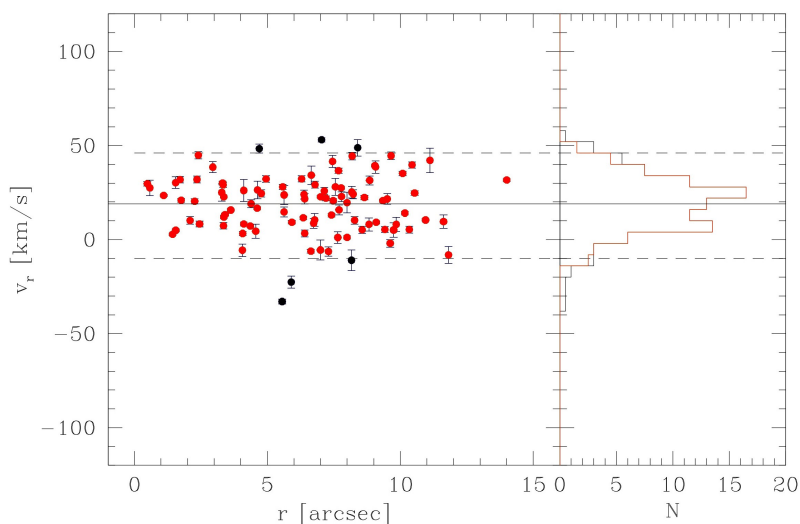


Figura 6.8: A sinistra: Andamento delle velocità radiali in funzione della distanza dal centro dell'ammasso (estensione radiale: $0.01'' - 14''$). I punti rossi indicano le stelle all'interno dell'intervallo utilizzato per calcolare la V_{sys} (riga continua), mentre i punti neri sono relativi alle stelle rigettate dalla procedura perché presentano una velocità radiale oltre 3σ (righe tratteggiate). A destra: istogramma rappresentativo delle distribuzioni di tali velocità.

Come detto all'inizio del paragrafo 6.3, inoltre, il campione di stelle del catalogo SINFONI copre l'intervallo radiale 0" - 14" dal centro dell'ammasso, ovvero riguarda le regioni più centrali. A tal proposito, per ottenere un profilo di dispersione di velocità ben campionato su tutta l'estensione dell'ammasso, sono stati considerati anche i campioni di dati relativi ad osservazioni MUSE e FLAMES, con i seguenti valori di V_{sys} : $V_{sys} = 17.2 \pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$ nel caso di MUSE e $V_{sys} = 16.0 \pm 0.3 \text{ km s}^{-1}$ nel caso di FLAMES.

6.4 Profilo di dispersione di velocità radiale

Per calcolare il profilo di dispersione di velocità radiale, il campione di stelle contenuto nel catalogo SINFONI è stato suddiviso in anelli radiali concentrici a partire dal centro dell'ammasso. La dimensione di tali anelli è variabile e viene determinata in modo da avere un numero sufficiente di anelli per campionare al meglio l'estensione radiale del profilo (0.01" - 14") e, al tempo stesso, in modo tale che in ognuno di essi ci sia un numero di stelle statisticamente significativo (≥ 40). Per ogni bin radiale, viene calcolata la dispersione di velocità rispetto alla velocità sistemica dell'ammasso tramite il metodo della massima verosimiglianza, descritto in [Walker et al. \(2006\)](#).

Nel caso di interesse di questo lavoro di tesi, si consideri un campione di N stelle e sia v_i la velocità radiale misurata della i -esima stella. Tale metodo si basa sull'ipotesi che le velocità radiali misurate seguano una distribuzione Gaussiana centrata sulla V_{sys} dell'ammasso, la cui larghezza è determinata dalla somma in quadratura di due parametri: σ_i , che rappresenta l'incertezza sulla misura di tale stella, e σ_p , che rappresenta la dispersione di velocità proiettata intrinseca dell'ammasso in analisi.

Assumendo tale ipotesi, quindi, si ottiene che la probabilità di aver misurato un certo valore di velocità radiale v_1 è data da:

$$P_{V_{sys}, \sigma_p}(v_i) = \frac{1}{\sqrt{2\pi(\sigma_i^2 + \sigma_p^2)}} \exp \left[-\frac{(v_i - V_{sys})^2}{2(\sigma_i^2 + \sigma_p^2)} \right] \quad (6.3)$$

Pertanto, la probabilità congiunta di ottenere il campione di velocità misurate (v_1, \dots, v_N) è data dal prodotto delle singole probabilità:

$$P_{V_{sys}, \sigma_p}(v_1, \dots, v_N) = \prod_{i=1}^N \frac{1}{\sqrt{2\pi(\sigma_i^2 + \sigma_p^2)}} \exp \left[-\frac{(v_i - V_{sys})^2}{2(\sigma_i^2 + \sigma_p^2)} \right] \quad (6.4)$$

Secondo il principio di massima verosimiglianza le migliori stime dei parametri V_{sys} e σ_p sono quelli che massimizzano la probabilità congiunta.

Inoltre, massimizzare tale probabilità P equivale a massimizzare il suo logaritmo naturale,

$\ln(P)$, in quanto esso è una funzione monotona e, pertanto, applicando il logaritmo si ottiene:

$$\ln(P) = -\frac{1}{2} \sum_{i=1}^N \ln(\sigma_i^2 + \sigma_p^2) - \frac{1}{2} \sum_{i=1}^N \frac{(v_i - V_{sys})^2}{(\sigma_i^2 + \sigma_p^2)} - \frac{N}{2} \ln(2\pi) \quad (6.5)$$

La funzione 6.5 è stata calcolata su una griglia di valori di V_{sys} e σ_p e, in base al principio di massima verosimiglianza, quelli che forniscono il valore massimo vengono identificati come le migliori stime della velocità sistemica e della dispersione di velocità dell'ammasso, indicati con \widehat{V}_{sys} e $\widehat{\sigma}_p$.

Una volta determinati i valori di massima verosimiglianza, poi, è opportuno calcolare la loro incertezza, nonché varianza, considerando che le funzioni di probabilità ($\widehat{V}_{sys} - V_{sys}$) e ($\widehat{\sigma}_p - \sigma_p$) sono distribuzioni gaussiane e centrate sullo zero. Pertanto, la loro varianza congiunta viene descritta da una matrice di covarianza del tipo:

$$A = \begin{pmatrix} a & c \\ c & b \end{pmatrix} \quad (6.6)$$

dove $a = \sigma_{\widehat{V}_{sys}}^2$ e $b = \sigma_{\widehat{\sigma}_p}^2$ e indicano, rispettivamente, la varianza di \widehat{V}_{sys} e $\widehat{\sigma}_p$, appena determinati.

Per determinare i valori di a e b si utilizza la seguente matrice di covarianza inversa:

$$A^{-1} = \begin{pmatrix} \left. \frac{\partial^2 \ln(P)}{\partial V_{sys}^2} \right|_{\widehat{V}_{sys}, \widehat{\sigma}_p} & \left. \frac{\partial^2 \ln(P)}{\partial \sigma_p \partial V_{sys}} \right|_{\widehat{V}_{sys}, \widehat{\sigma}_p} \\ \left. \frac{\partial^2 \ln(P)}{\partial \sigma_p \partial V_{sys}} \right|_{\widehat{V}_{sys}, \widehat{\sigma}_p} & \left. \frac{\partial^2 \ln(P)}{\partial \sigma_p^2} \right|_{\widehat{V}_{sys}, \widehat{\sigma}_p} \end{pmatrix} \quad (6.7)$$

Per definizione A^{-1} è l'inversa di A e, quindi, si può riscrivere la matrice A come:

$$A^{-1} = \begin{pmatrix} \frac{b}{ab-c^2} & -\frac{c}{ab-c^2} \\ -\frac{c}{ab-c^2} & \frac{a}{ab-c^2} \end{pmatrix} \quad (6.8)$$

Si definisce, così, un sistema di tre equazioni in tre incognite, la cui soluzione restituisce i valori di a , b e c e, quindi, i valori delle varianze cercate.

In questo modo è stato possibile determinare i valori relativi alla dispersione di velocità ed al suo errore all'interno di ogni intervallo radiale considerato. Tali valori vengono riportati in tabella 6.1, in cui sono elencati anche i valori degli altri principali parametri utilizzati per il calcolo eseguito:

- r_{min} e r_{max} : raggio minimo e massimo del bin radiale considerato;

r_{min}	r_{max}	r_{mean}	N_*	σ_p	err_{σ_p}
[arcsec]	[arcsec]	[arcsec]		[km s^{-1}]	[km s^{-1}]
0.01	4.00	2.73	142	8.80	0.56
4.00	6.00	4.71	117	9.70	0.72
6.00	8.00	7.11	113	16.80	1.19
8.00	14.00	9.47	100	14.30	1.10

Tabella 6.1: Valori relativi ai parametri principali utilizzati nel calcolo della dispersione di velocità. Il catalogo in questione è il catalogo SINFONI in cui i campi HR e LR sono stati allineati. In particolare vengono utilizzate tutte le stelle del campione iniziale di tale catalogo che non vengono escluse dalla procedura di σ -rejection, ovvero 472 stelle.

- r_{mean} : raggio che rappresenta la posizione media delle stelle appartenenti al bin scelto;
- N_* : numero di stelle selezionate per il calcolo della dispersione di velocità all'interno di tale bin;
- σ_p : valore di dispersione di velocità proiettata relativa all'intervallo;
- err_{σ_p} : errore associato alla dispersione di velocità.

I valori riportati in tabella 6.1 sono stati ottenuti considerando il campione iniziale di stelle del catalogo SINFONI in cui, precedentemente, i campi HR e LR erano stati allineati tra loro. Si noti che il numero totale di stelle utilizzate non corrisponde al numero iniziale del campione in quanto la procedura iterativa di σ -rejection esclude gli outliers, come nel caso del calcolo della velocità sistemica. È stato considerato, inoltre, un errore limite oltre cui non considerare le misure affidabili, corrispondente a 7 km s^{-1} . Tale valore è stato scelto in modo tale da mantenere una buona statistica ed, allo stesso tempo, escludere le misure con un'incertezza elevata per rimanere conservativi. Pertanto, il numero totale di stelle utilizzate è 472, rispetto alle 642 iniziali.

Come spiegato precedentemente (vedi paragrafo 6.3), ai fini di ottenere un profilo di dispersione ben campionato su tutta l'estensione radiale dell'ammasso, sono stati considerati anche i campioni MUSE e FLAMES. Si noti che la dispersione di velocità dei cataloghi MUSE e FLAMES sono state calcolate con la stessa procedura descritta per SINFONI e utilizzando i valori di V_{sys} indicati nel paragrafo 6.3.

Pertanto, combinando i profili di dispersione relativi ai tre cataloghi è stato possibile campionare l'intera estensione radiale e produrre il profilo di dispersione di velocità radiale per l'ammasso NGC 6441, riportato in figura 6.9, dove i punti neri sono relativi ai dati SINFONI, i punti blu ai dati MUSE e quelli verdi ai dati FLAMES.

I valori ottenuti da FLAMES possono essere considerati un affidabile riferimento, in quanto

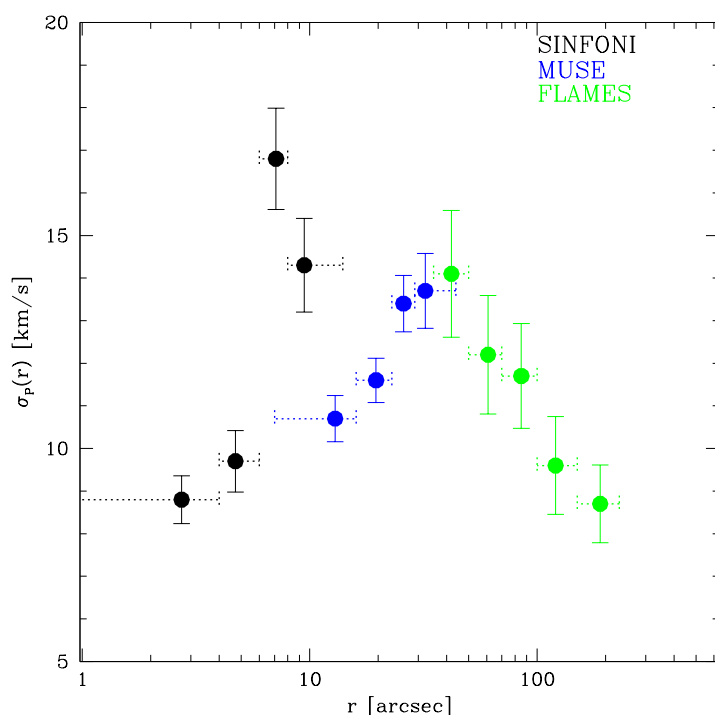


Figura 6.9: Profilo di dispersione di velocità radiale nel caso in cui sono state considerate le stelle del campione iniziale che non sono state escluse dalle varie selezioni. Punti neri: dati SINFONI; punti blu: dati MUSE; punti verdi: dati FLAMES.

sono spettri di stelle isolate in regioni meno dense dell'ammasso e, pertanto, il problema della contaminazione è assente.

Come si può ben notare i punti che riguardano le misure SINFONI e MUSE non presentano valori consistenti con quelli di FLAMES. Infatti questi valori tendono ad abbassarsi verso il centro, mentre, nell'assunzione di un modello di King, ci si aspetterebbe un andamento piatto, con una dispersione di velocità centrale costante. Tale andamento può essere dovuto al fatto che, nella realizzazione di questo primo profilo, non si è considerato alcun taglio per la contaminazione.

Il profilo di dispersione è stato rideterminato escludendo misure sia di SINFONI che di MUSE considerando un taglio in contaminazione superiore a 25. In tabella 6.2 vengono riportati i valori relativi al calcolo della dispersione di velocità per questo secondo profilo, sia per il caso di un singolo bin (rappresentato in figura 6.10 con il punto nero), sia per il caso di due bin separati (punti neri vuoti).

Così facendo il nuovo profilo di dispersione di velocità, riportato in figura 6.10, mostra un netto miglioramento, rispetto al caso precedente, e risulta in maggior accordo con quanto atteso.

r_{min}	r_{max}	r_{mean}	N_*	σ_p	err_{σ_p}
[arcsec]	[arcsec]	[arcsec]		[km s ⁻¹]	[km s ⁻¹]
0.01	7.00	3.86	34	13.80	1.77
7.00	14.00	9.28	30	16.30	2.27
0.01	14.00	6.40	64	15.00	1.38

Tabella 6.2: Valori relativi ai parametri principali utilizzati nel calcolo della dispersione di velocità. Il catalogo in questione è il catalogo SINFONI in cui i campi HR e LR sono stati allineati. In questo caso, oltre alla selezione dovuta alla σ -rejection e al limite in errore per le velocità radiali di 7 km s⁻¹, si è considerato anche un taglio in contaminazione superiore a 25. Sono riportati i valori sia nel caso di due bin radiali che quelli relativi alla scelta di un unico bin.

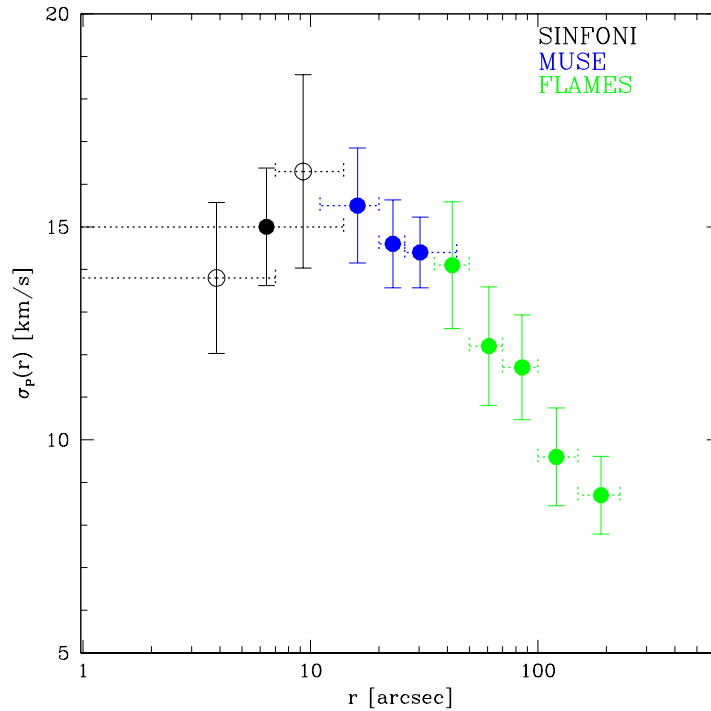


Figura 6.10: Profilo di dispersione di velocità nel caso in cui è stato considerato un taglio in contaminazione superiore a 25 sia per i dati SINFONI (punti neri), che per i dati MUSE (punti blu). In verde: dati FLAMES. Per SINFONI è presente sia il caso di un singolo bin radiale per l'intera estensione (punto nero), sia il caso di due bin radiali (punti vuoti).

Come si può notare dai valori riportati in tabella 6.2 il catalogo SINFONI, dopo la selezione in contaminazione, contiene pochi oggetti per poter fornire due bin radiali che abbiano un numero di stelle statisticamente significativo. Pertanto, per le regioni più interne, si è

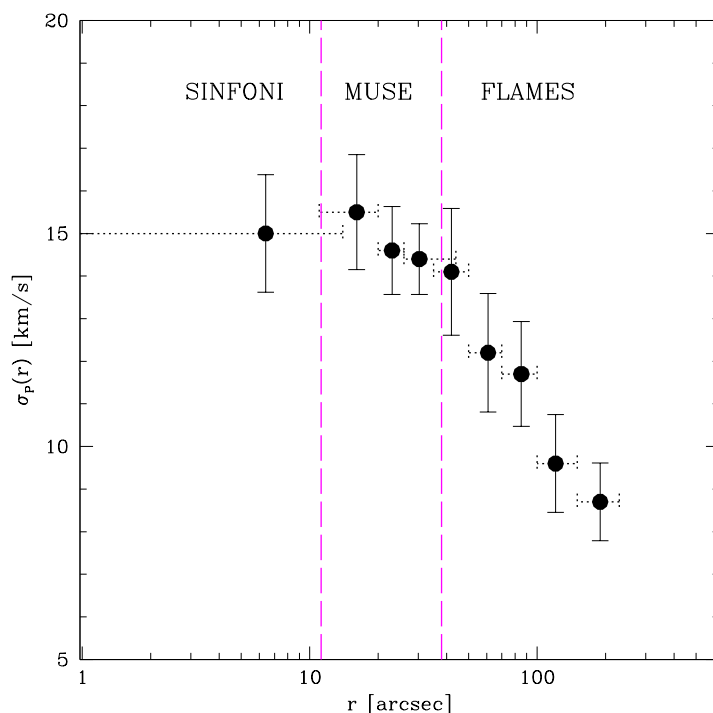


Figura 6.11: Profilo di dispersione di velocità finale dell'ammasso NGC 6441. Le linee tratteggiate magenta separano le regioni radiali coperte dai diversi strumenti utilizzati.

deciso di utilizzare un singolo intervallo, il quale copre l'intera estensione radiale del catalogo SINFONI.

Il profilo di dispersione di velocità finale dell'ammasso NGC 6441 viene mostrato in figura 6.11, dove le linee tratteggiate magenta separano le diverse regioni radiali coperte dai diversi strumenti utilizzati.

6.5 Confronto con i modelli

Il profilo di dispersione di velocità osservato, mostrato in figura 6.11, è stato confrontato con i modelli teorici.

In primo luogo il profilo dell'ammasso, riportato in figura 6.11, è stato confrontato con il modello di King che meglio riproduce il profilo di brillantezza superficiale dell'ammasso a partire dai valori noti in letteratura. Tale modello adotta i seguenti parametri strutturali: $r_c = 7.8''$ (McLaughlin & van der Marel, 2005b) e $c = 1.74$ (McLaughlin & van der Marel, 2005b) ed è mostrato in figura 6.12. La linea magenta rappresenta un modello che assume come valore di normalizzazione la dispersione di velocità centrale derivante da misure ottenute oltre 20 anni fa da spettri a luce integrata (Harris, 1996a; Dubath et al., 1997; Pryor & Mey-

lan, 1993), ovvero $\sigma_0 = 18.0 \text{ km s}^{-1}$. La linea blu, invece, mostra un modello che assume un valore di dispersione centrale ($\sigma_0 = 15.6 \text{ km s}^{-1}$) tale per cui il modello passi per il punto più interno del profilo di dispersione di velocità osservato.

Si può notare che nel primo caso vengono riprodotte meglio le regioni esterne, mentre nel secondo caso viene riprodotto solo il punto centrale.

Ad ogni modo, il modello qui utilizzato, che considera i parametri noti in letteratura, non è adatto a riprodurre l'intero profilo di dispersione di velocità dell'ammasso, come si può notare anche dal pannello inferiore in figura 6.12, il quale mostra i rispettivi residui.

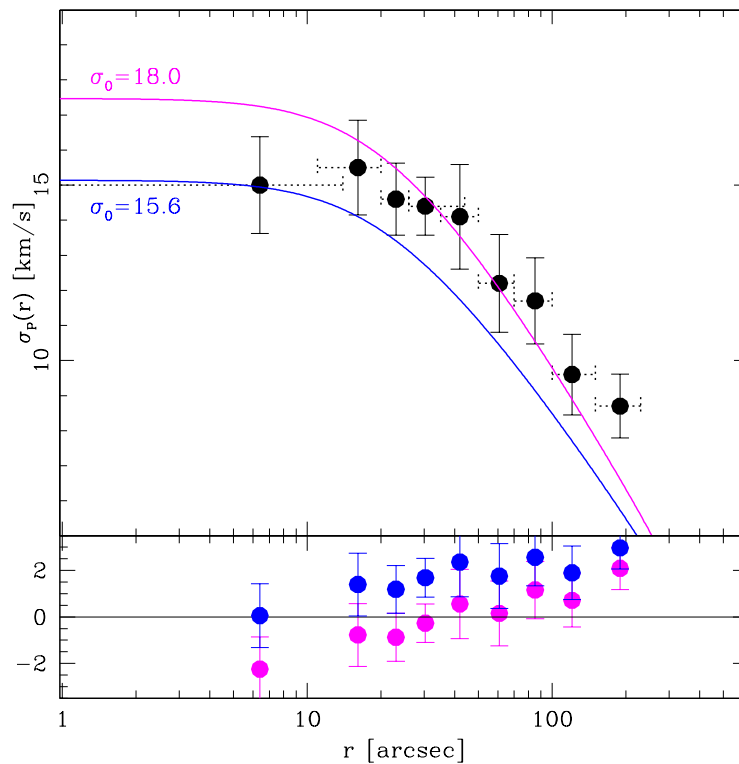


Figura 6.12: Profilo di dispersione di velocità radiale dell'ammasso globulare NGC 6441, a cui è stato sovrapposto il modello di King con i seguenti parametri strutturali noti dalla letteratura: $r_c = 7.8''$ (McLaughlin & van der Marel, 2005b), $c = 1.74$ (McLaughlin & van der Marel, 2005b) e $\sigma_0 = 18.0 \text{ km s}^{-1}$ (Harris, 1996a; Dubath et al., 1997; Pryor & Meylan, 1993) per il modello descritto dalla linea magenta; $r_c = 7.8''$ (McLaughlin & van der Marel, 2005b), $c = 1.74$ (McLaughlin & van der Marel, 2005b) e $\sigma_0 = 15.6 \text{ km s}^{-1}$ per il modello descritto dalla linea blu, dove per il valore della normalizzazione si è adottato il valore di dispersione che passa per il punto centrale del profilo di velocità osservato. Nel pannello inferiore sono mostrati i rispettivi residui.

Tuttavia tale discrepanza non sorprende se si considera che i parametri strutturali sopra adottati per il modello appena utilizzato derivano dallo studio del profilo di brillantezza superficiale dell'ammasso. Come spiegato nel paragrafo 1.3.2, se si considera la brillantezza superficiale il profilo di dispersione può essere significativamente alterato dalla presenza di poche stelle molto brillanti. Pertanto, ai fini di migliorare l'accordo con il modello teorico utilizzato, si è deciso di determinare un nuovo modello a partire dalla densità, in quanto più affidabile rispetto alla brillantezza superficiale.

In figura 6.13 viene, quindi, rappresentato il profilo di densità utilizzato per determinare i nuovi parametri strutturali, i quali risultano essere: $r_c = 8.5''$ e $c = 2.02$.

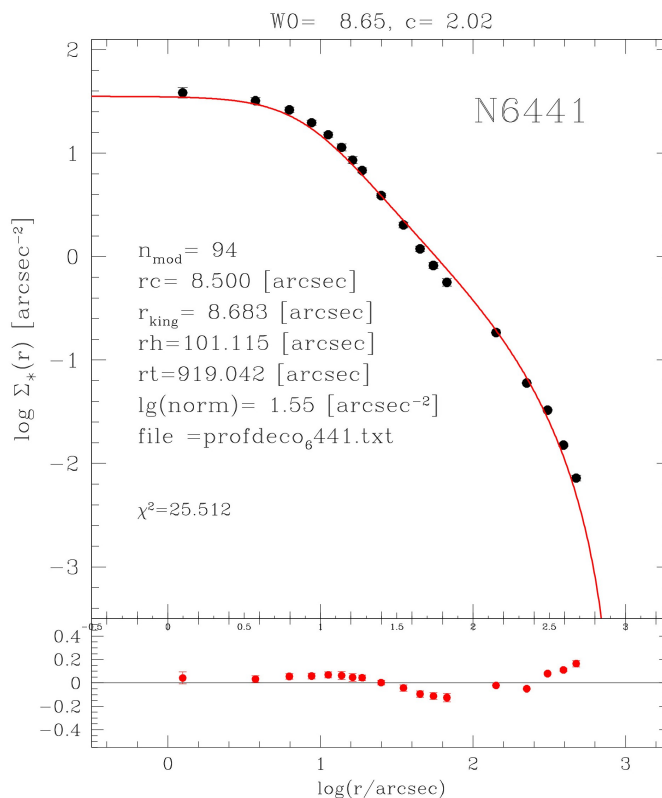


Figura 6.13: Profilo di densità dell'ammasso globulare NGC 6441. Da tale profilo sono stati stimati i seguenti parametri strutturali: $r_c = 8.5''$ e $c = 2.02$.

Una volta determinati i nuovi parametri tramite il profilo di densità, è stato svolto un nuovo confronto tra il profilo di dispersione di velocità osservato e il modello considerato. In figura 6.14, quindi, viene riportato il profilo di dispersione di velocità radiale dell'ammasso NGC 6441 a cui viene sovrapposto il modello di King che meglio approssima la distribuzione di densità osservata (linea rossa) e che adotta i corrispondenti parametri strutturali ricavati

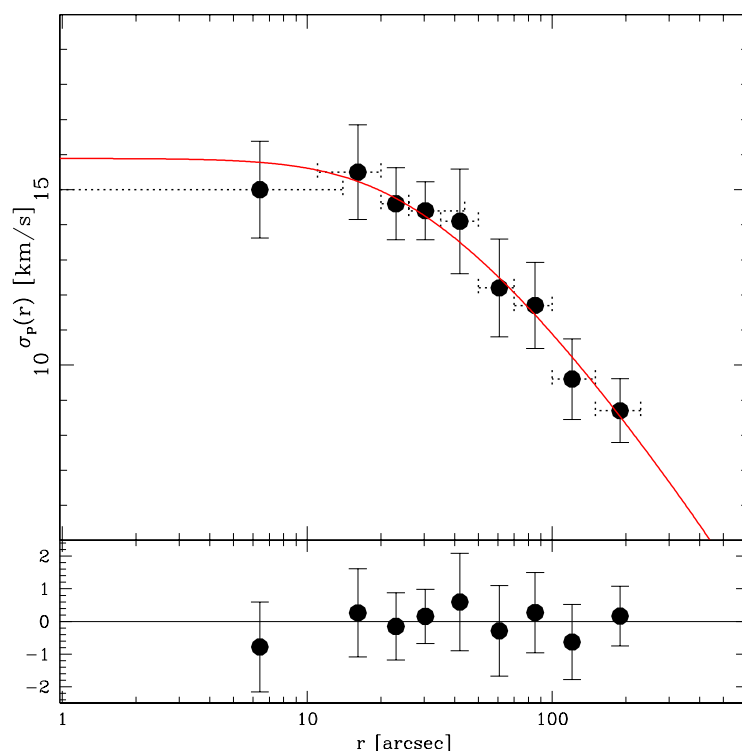


Figura 6.14: Profilo di dispersione di velocità radiale dell’ammasso globulare NGC 6441, a cui è stato sovrapposto il modello di King che meglio approssima la distribuzione di densità, il quale adotta i seguenti parametri strutturali: $r_c = 8.5''$ $c = 2.02$. La normalizzazione, determinata a partire dal test del χ^2 , risulta essere pari a $\sigma_0 = 16.2 \text{ km s}^{-1}$. Nel pannello inferiore vengono mostrati i residui.

precedentemente: $r_c = 8.5''$ e $c = 2.02$. Per determinare il valore della normalizzazione, in questo caso, si è considerata la procedura che minimizza i residui tra la distribuzione del profilo di dispersione di velocità osservato e il modello derivante dal profilo di densità adottato. Il χ^2 , il cui risultato viene mostrato in figura 6.15, è stato ottenuto tramite la seguente formula:

$$\chi^2 = \sum_{i=0}^N \left[\frac{\sigma_{mod,i} - \sigma_{p,i}}{err_{\sigma_{p,i}}} \right]^2 \quad (6.9)$$

Il valore di normalizzazione che minimizza la somma dei residui, ossia alla quale corrisponde il valore minimo di χ^2 , viene considerato come valore di normalizzazione da adottare, pari a $\sigma_0 = 16.2 \text{ km s}^{-1}$, il quale risulta essere, entro gli errori, in accordo con quello riportato da Harris (Harris, 1996a), pari a $\sigma_0 = 18.0 \text{ km s}^{-1}$.

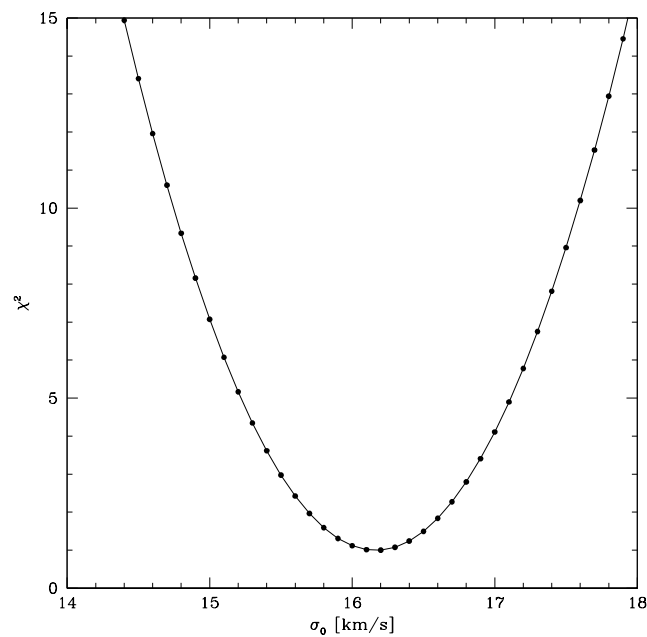


Figura 6.15: Rappresentazione grafica del test del χ^2 svolto ai fini di determinare il valore di normalizzazione da adottare per il modello considerato, affinché il profilo di dispersione di velocità osservato venga riprodotto al meglio. In particolare, il valore di σ_0 che minimizza la somma dei residui tra il profilo osservato e il modello adottato è pari a 16.2 km s^{-1} .

Pertanto, si può notare che il profilo di dispersione determinato a partire dai dati SINFONI, MUSE e FLAMES, quando si considera la contaminazione nelle regioni più interne, è in accordo, entro gli errori, con il modello di King qui adottato e risulta essere nettamente migliore rispetto al caso in cui si considerino parametri relativi a studi di brillantezza superficiale.

Infine il profilo di dispersione di velocità radiale è stato confrontato con i moti propri delle singole stelle derivanti dallo studio di [Watkins et al. \(2015\)](#). In questo caso il valore di dispersione di velocità è stato determinato da un fit polinomiale piatto al centro, con un andamento monotono e decrescente con il raggio, come mostrato in figura 6.16 (oppure vedi pannello in alto a sinistra della figura 8 di [Watkins et al., 2015](#)).

Le misure di dispersione di velocità relative ai moti propri sono espresse in mas yr^{-1} , pertanto, ai fini di confrontare il profilo di velocità radiale derivante dallo studio di questa tesi con il profilo di velocità dei moti propri derivante dallo studio di [Watkins et al. \(2015\)](#), è stato necessario trasformare le misure espresse in mas yr^{-1} in misure espresse in km s^{-1} . A tal proposito si è utilizzata la seguente formula, riportata in [van de Ven et al. \(2006\)](#):

$$\sigma_{\text{km s}^{-1}} = 4.74 D_{\text{kpc}} \sigma_{\text{mas yr}^{-1}} \quad (6.10)$$

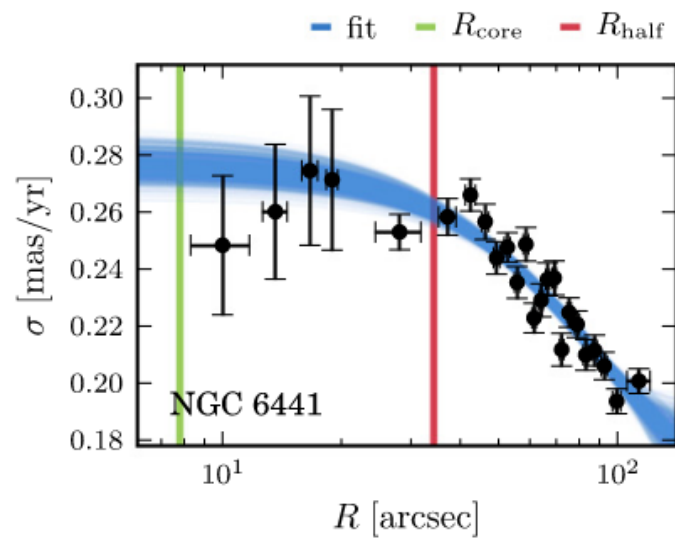


Figura 6.16: Profilo di dispersione di velocità derivante dallo studio dei moti propri di [Watkins et al. \(2015\)](#) per l'ammasso NGC 6441.

dove $\sigma_{kms^{-1}}$ è il valore di dispersione di velocità radiale, D_{kpc} è la distanza dell'ammasso globulare e $\sigma_{masyr^{-1}}$ è il valore di dispersione di velocità dei moti propri.

In figura 6.17 viene mostrato il confronto tra i due profili di dispersione di velocità per l'ammasso NGC 6441: in nero vengono rappresentati i punti relativi al profilo di velocità radiale, mentre in grigio i punti relativi al profilo dei moti propri. La linea centrale grigia indica il valore di dispersione centrale derivante da [Watkins et al. \(2015\)](#) coi relativi errori (linee grigie tratteggiate). Si può notare che i due profili sono compatibili entro gli errori.

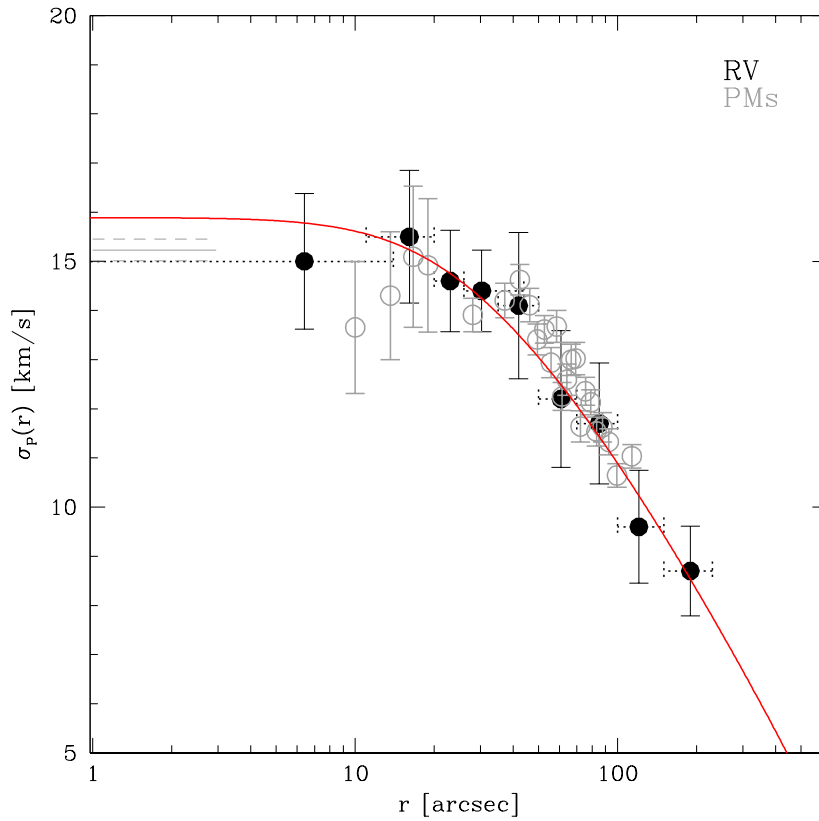


Figura 6.17: Profili di dispersione di velocità radiale e dei moti propri a confronto. In nero: punti relativi al profilo di dispersione di velocità radiale derivante dall'analisi di questo lavoro di tesi, a cui viene sovrapposto, in rosso, il modello di King adottato. In grigio: punti relativi al profilo di dispersione dei moti propri derivante dallo studio di [Watkins et al. \(2015\)](#). La linea grigia rappresenta il valore della dispersione centrale per questo studio, con i relativi errori (linee tratteggiate grigie). Ai fini di trasformare le misure di velocità espresse in mas yr^{-1} in misure espresse in km s^{-1} , si è utilizzata la seguente formula, riportata in [van de Ven et al. \(2006\)](#): $\sigma_{kms^{-1}} = 4.74 D_{kpc} \sigma_{masyr^{-1}}$, dove $\sigma_{kms^{-1}}$ è il valore di dispersione di velocità radiale, D_{kpc} è la distanza dell'ammasso globulare e $\sigma_{masyr^{-1}}$ è il valore di dispersione di velocità dei moti propri. Per la distanza si è considerato il valore riportato in [Harris \(1996a\)](#), ovvero 11.6 kpc.

Si può notare che i due profili sono compatibili entro gli errori.

6.6 Limiti di massa per un eventuale buco nero di massa intermedia

Come discusso nel capitolo 2, la presenza di un IMBH all'interno di un ammasso globulare produrrebbe una deviazione dal modello di King inducendo un comportamento di tipo Kepleroiano sulle stelle nelle regioni più centrali. Per questo motivo il profilo di dispersione di velocità dovrebbe mostrare una cuspidè entro la sfera di influenza del buco nero, la quale ha raggio:

$$r_{BH} = \frac{GM_{BH}}{\sigma^2} \quad (6.11)$$

Dall'analisi svolta in questo lavoro è emerso che il profilo di dispersione di velocità dell'ammasso globulare NGC 6441 non mostra alcuna cuspidè, come si può notare in figura 6.14. Ad ogni modo, risulta interessante porre un limite superiore al raggio di influenza e, quindi, alla massa dell'eventuale buco nero. Infatti, l'ammasso potrebbe ospitare un IMBH, ma esso potrebbe non essere rilevabile dalle nostre osservazioni, in quanto la sua influenza potrebbe riguardare regioni ancora più centrali rispetto al punto più interno a nostra disposizione. A tal proposito, è stato stimato il raggio di influenza corrispondente a diversi valori di massa del buco nero. Considerando una distanza di 11.6 kpc (Harris, 1996a) e una dispersione di velocità centrale imperturbata di 16.2 km s^{-1} , sono stati trovati i seguenti valori (riportati in tabella 6.3) per il raggio, al variare della massa del buco nero considerata.

$M_{BH} [M_{\odot}]$	$r_{BH} [\text{arcsec}]$
$1 \cdot 10^4$	3.01
$2 \cdot 10^4$	6.03
$3 \cdot 10^4$	9.04
$5 \cdot 10^4$	15.07
$10 \cdot 10^4$	30.14

Tabella 6.3: Valori del raggio di influenza del buco nero relativi a diverse masse considerate.

Il risultato, rappresentato in figura 6.18 dalle linee tratteggiate, mostra che il profilo di dispersione di velocità osservato permette di escludere la presenza di un IMBH di massa superiore a $2 \cdot 10^4 M_{\odot}$, in corrispondenza di un raggio di 6.03". Se il buco nero avesse una massa superiore, infatti, influenzerebbe regioni coperte dai dati SINFONI e, pertanto, si dovrebbe rivelare un comportamento diverso da quello ottenuto.

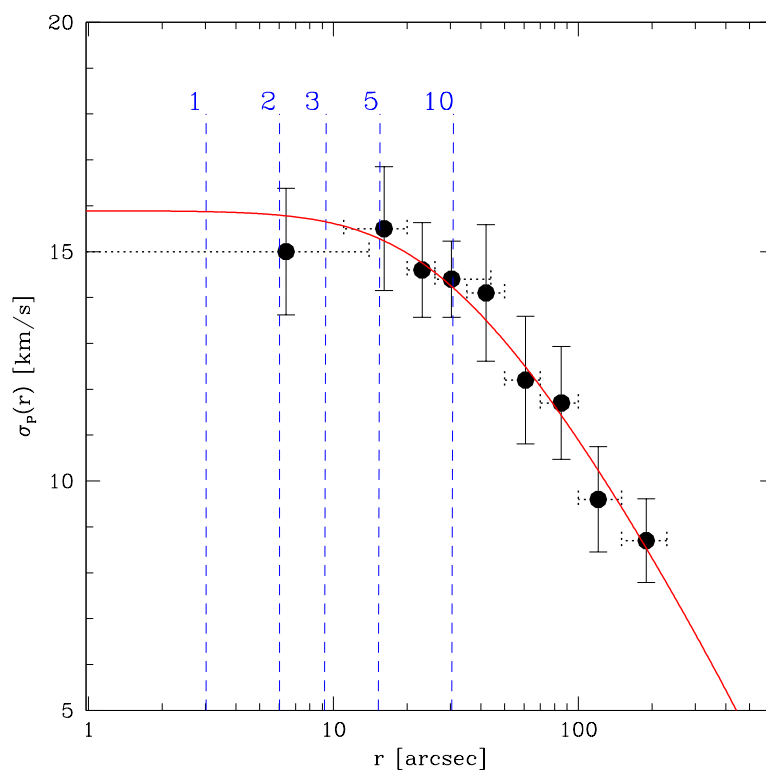


Figura 6.18: In nero: profilo di dispersione di velocità radiale osservato dell'ammasso globulare NGC 6441. In rosso: modello di King adottato che meglio riproduce il profilo osservato. In blu: raggi corrispondenti a diversi valori di massa per l'eventuale buco nero presente nelle regioni centrali. Il profilo di dispersione di velocità osservato permette di escludere la presenza di un IMBH di massa superiore a $2 \cdot 10^4 M_{\odot}$, in corrispondenza di un raggio di $6.03''$.

Capitolo 7

Conclusioni

I buchi neri di massa intermedia costituiscono un oggetto di forte dibattito scientifico. Essi, infatti, sono tutt'ora predetti solo da un punto di vista teorico e la loro scoperta avrebbe un impatto notevole per numerose questioni astrofisiche, quali la formazione dei buchi neri supermassicci, le Ultraluminous X-ray sources e lo studio delle onde gravitazionali. La loro ricerca avviene soprattutto all'interno degli ammassi globulari, in quanto si pensa che essi rappresentino un ambiente ideale per la formazione di tali buchi neri. Dimostrare la loro esistenza, però, risulta molto difficile e gli studi che sostengono prove a favore di ciò si basano su risultati di spettroscopia a luce integrata. Una prova molto più affidabile consisterebbe nell'osservare una cuspidale centrale nel profilo di dispersione di velocità basato su velocità radiali di stelle individuali.

A tal proposito, il presente lavoro si inserisce all'interno di un progetto il cui scopo principale è rivolto allo studio della cinematica e dinamica delle regioni più centrali degli ammassi globulari ad alta densità. In particolare, questo lavoro si focalizza sulla ricerca di una "firma" cinematica di un buco nero di massa intermedia nell'ammasso globulare NGC 6441, situato nelle regioni del bulge galattico e ad una distanza di 11.6 kpc dal Sole ([Harris, 1996a](#)). Ai fini di determinare le velocità delle singole stelle nei primi arcosecondi dell'ammasso, sono stati utilizzati spettri acquisiti tramite osservazioni SINFONI, uno spettrografo a campo integrale ad alta risoluzione che si serve di sistemi di ottiche adattive e che si trova montato sul telescopio YEPUN del VLT-UT4. In particolare, si ha a disposizione un mosaico composto dai dati, riguardanti le regioni del vicino infrarosso (1.95 - 2.45 μm), di 9 dataset: 4 High Resolution (FoV: 3" x 3"), parzialmente sovrapposti e 5 Low Resolution (FoV: 8" x 8"). Inoltre, tali velocità radiali sono state determinate tramite una nuova procedura, la quale mira a risolvere i principali problemi che si sono riscontrati in passato in analisi simili. A differenza di quanto veniva fatto in altri studi (come può essere il caso di [Lanzoni et al., 2013](#)), in questa procedura sono state considerate le singole esposizioni dei diversi puntamenti a disposizione, sono stati estratti più spaxel possibili indipendentemente dalle stelle che cam-

pionavano basandosi su una soglia limite opportunamente scelta, sono state considerate le correzioni per gli eventuali offset tellurici e si è deciso di calcolare le velocità rispetto a tutti i sintetici a disposizione per fare un'associazione con l'osservato a posteriori, basata sulla forma delle bande dello spettro osservato e dal confronto con il database dei sintetici a disposizione. In questo modo è stato possibile superare l'incertezza e la degenerazione presente tra i parametri in gioco.

Dal momento che si sono considerate regioni molto centrali e, quindi, estremamente dense, è risultato opportuno considerare l'effetto della contaminazione da parte delle stelle vicine. In particolare, ai fini di ripulire il catalogo SINFONI dalle stelle potenzialmente contaminate, è stata calcolata una stima indicativa della contaminazione per tutte le stelle contenute in esso, in quanto è sufficiente definire un valore di soglia oltre la quale considerare le stelle contaminate.

Successivamente, dopo aver omogenizzato i campi HR e LR, è stata calcolata la velocità sistemica dell'ammasso considerando un taglio in contaminazione e una σ -rejection pari a 3σ . Sulla base di 91 stelle si è trovato il seguente valore: $V_{\text{sys}} = 19.1 \pm 1.4 \text{ km s}^{-1}$.

Il campione di stelle contenuto nel catalogo SINFONI è stato, poi, suddiviso in anelli radiali concentrici a partire dal centro dell'ammasso. Tramite il metodo della massima verosimiglianza è stata calcolata la dispersione di velocità, all'interno di ogni bin, rispetto alla velocità sistemica trovata precedentemente.

Inoltre, ai fini di campionare bene l'intera estensione radiale dell'ammasso, sono stati considerati anche i dati provenienti dai cataloghi MUSE, per le regioni intermedie, e FLAMES, per le regioni esterne.

Combinando i profili di dispersione relativi ai tre cataloghi, quindi, è stato prodotto un primo profilo di dispersione di velocità radiale. Le dispersioni di velocità ottenute da SINFONI e MUSE risultano diminuire nelle regioni centrali rispetto ai valori di FLAMES, relativi alle regioni esterne. Ciò è contrario a quanto ci si sarebbe aspettato, avendo assunto un modello di King, il quale prevede un andamento costante al centro. Da ciò si è pensato di considerare un taglio in contaminazione. Pertanto, il profilo è stato determinato nuovamente considerando un rapporto per la contaminazione particolarmente stringente, ovvero superiore a 25 sia per le misure SINFONI, che per quelle MUSE. Il nuovo profilo ha mostrato un netto miglioramento rispetto al caso precedente ed è risultato in maggior accordo con quanto atteso. In particolare, a causa della bassa statistica, per quanto riguarda SINFONI in questo secondo caso si è considerato un singolo bin radiale, il quale presenta il seguente valore di dispersione: $\sigma_p = 15.0 \pm 1.4 \text{ km s}^{-1}$.

In seguito il profilo di dispersione di velocità osservato è stato confrontato con i modelli teorici. In primo luogo il profilo di dispersione di velocità è stato confrontato con il modello di King che meglio riproduce il profilo di brillantezza superficiale a partire dai valori noti

in letteratura: $r_c = 7.8''$ e $c = 1.74$ per i parametri strutturali (McLaughlin & van der Marel, 2005b), mentre per la normalizzazione si è considerato in un caso il valore di $\sigma_0 = 18.0 \text{ km s}^{-1}$ (Harris, 1996a; Dubath et al., 1997; Pryor & Meylan, 1993), e nell'altro caso si è adottato il valore di dispersione centrale tale per cui il modello passasse per il punto centrale del profilo osservato, $\sigma_0 = 15.6 \text{ km s}^{-1}$.

Da qui si è notato che tale modello non è adatto a riprodurre l'intero profilo osservato. Ai fini di migliorare l'accordo con il modello teorico utilizzato, quindi, si è deciso di determinare i parametri strutturali a partire da uno studio sul profilo di densità dell'ammasso, in modo da evitare le imprecisioni che il profilo di brillantezza può comportare. I nuovi parametri determinati sono: $r_c = 8.5''$ e $c = 2.02$. In questo caso, per determinare il valore della normalizzazione è stato effettuato un test del χ^2 in modo da definire il valore di normalizzazione che minimizzasse i residui tra la distribuzione del profilo di dispersione di velocità osservato e il modello derivante dal profilo di densità. Il valore è risultato essere pari a $\sigma_0 = 16.2 \text{ km s}^{-1}$, il quale risulta essere, entro gli errori, in accordo con il valore riportato da Harris, pari a $\sigma_0 = 18.0 \text{ km s}^{-1}$ (Harris, 1996a; Dubath et al., 1997; Pryor & Meylan, 1993). In questo modo, il profilo di dispersione di velocità determinato a partire dai dati SINFONI, MUSE e FLAMES, considerando l'effetto della contaminazione nelle regioni più interne, è in accordo, entro gli errori, con il modello di King adottato per riprodurre il profilo di densità osservato e risulta essere migliore rispetto al caso precedente, il quale si basa su uno studio di brillantezza superficiale.

Il profilo osservato, poi, è stato confrontato anche con le misure di dispersione di velocità dei moti propri (Watkins et al., 2015). A tal proposito è stato necessario convertire tali valori, espressi in mas yr^{-1} , in quantità espresse in km s^{-1} . Dal confronto tra questi due profili si è visto che, entro gli errori, essi sono compatibili.

Infine, è stato stimato il limite di massa superiore per l'eventuale buco nero di massa intermedia. Sebbene dal profilo di dispersione di velocità osservato non sia stata riscontrata alcuna cuspidale centrale, risulta interessante porre un limite alla massa del buco nero che potrebbe essere presente al centro di tale ammasso. Infatti, la mancanza della cuspidale centrale potrebbe essere dovuta al fatto che il raggio di influenza del buco nero riguarda regioni inferiori rispetto a quelle coperte dai dati analizzati e, pertanto, non risultare visibile. A partire dalla formula del raggio di influenza del buco nero, quindi, si è stimato che, se esso fosse presente, non potrebbe presentare una massa superiore a $2 \cdot 10^4 M_\odot$, in corrispondenza di un raggio di $6.03''$ dal centro, altrimenti il suo effetto sarebbe già visibile nella regione coperta dal punto SINFONI nel profilo osservato.

L'analisi effettuata in questo lavoro di tesi potrebbe essere migliorata svolgendo un fit che riguardi simultaneamente il profilo di densità e velocità, piuttosto che confrontare il profilo

di dispersione di velocità con il best-fit della densità.

Sarebbe importante, inoltre, poter stimare i moti propri interni mediante l'utilizzo di dati HST, così da completare ancor più centralmente i moti propri derivanti da [Watkins et al. \(2015\)](#).

Infine, è importante sottolineare che la procedura sviluppata in questo lavoro potrà essere utilizzata anche per altri ammassi osservati tramite lo strumento SINFONI nell'ambito del progetto sulla dinamica interna degli ammassi globulari, permettendo, per la prima volta, di descrivere correttamente lo stato dinamico di questi sistemi anche nelle regioni più centrali. In particolare, gli ammassi che potranno essere oggetto di tale analisi appartengono ai seguenti programmi osservativi: 381.D-0329 (PI: Lanzoni); 083.D-0798 (PI: Lanzoni); 092.D-0171 (PI: Lanzoni); 093.D-0319 (PI: Lanzoni); 195.D-0750 (PI: Ferraro); 097.D-0883 (PI: Lanzoni) e 0102.D-0220 (PI: Ferraro).

Bibliografia

- Allington-Smith J., et al., 2002, *Integral Field Spectroscopy with the Gemini Multiobject Spectrograph. I. Design, Construction, and Testing*, [Publications of the Astronomical Society of the Pacific](#), 114, 892
- Amaro-Seoane P., Santamaría L., 2010, *DETECTION OF IMBHs WITH GROUND-BASED GRAVITATIONAL WAVE OBSERVATORIES: A BIOGRAPHY OF A BINARY OF BLACK HOLES, FROM BIRTH TO DEATH*, [The Astrophysical Journal](#), 722, 1197–1206
- Anderson J., van der Marel R. P., 2010, *NEW LIMITS ON AN INTERMEDIATE-MASS BLACK HOLE IN OMEGA CENTAURI. I. HUBBLE SPACE TELESCOPE PHOTOMETRY AND PROPER MOTIONS*, [The Astrophysical Journal](#), 710, 1032–1062
- Babcock H. W., 1953, *The Possibility of Compensating Astronomical Seeing*, , [65](#), [229](#)
- Bacon R., et al., 1995, *3D spectrography at high spatial resolution. I. Concept and realization of the integral field spectrograph TIGER.*, , [113](#), [347](#)
- Bahcall J. N., Wolf R. A., 1976, *Star distribution around a massive black hole in a globular cluster.*, , [209](#), [214](#)
- Barden S. C., Wade R. A., 1988, in Barden S. C., ed., *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 3, Fiber Optics in Astronomy*. pp 113–124
- Bertaux J. L., Lallement R., Ferron S., Boonne C., Bodichon R., 2014, *TAPAS, a web-based service of atmospheric transmission computation for astronomy*, [Astronomy & Astrophysics](#), 564, A46
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, *The Relationship between Infrared, Optical, and Ultraviolet Extinction*, , [345](#), [245](#)
- Carretta E., Bragaglia A., Gratton R., Lucatello S., 2009, *Na-O anticorrelation and HB*, [Astronomy & Astrophysics](#), 505, 139–155

- Content R., 1997, in Ardeberg A. L., ed., Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 2871, Optical Telescopes of Today and Tomorrow. pp 1295–1305, [doi:10.1117/12.269020](https://doi.org/10.1117/12.269020)
- Dotter A., Chaboyer B., Jevremović D., Kostov V., Baron E., Ferguson J. W., 2008, *The Dartmouth Stellar Evolution Database*, [The Astrophysical Journal Supplement Series](#), 178, 89–101
- Dubath P., Meylan G., Mayor M., 1997, *Core velocity dispersions for 25 Galactic and 10 old Magellanic globular clusters.*, , [324](#), [505](#)
- Eisenhauer F., et al., 2003, *SINFONI - Integral field spectroscopy at 50 milli-arcsecond resolution with the ESO VLT*, [Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes](#)
- Ferraro F. R., et al., 2009a, *The cluster Terzan 5 as a remnant of a primordial building block of the Galactic bulge*, [Nature](#), 462, 483–486
- Ferraro F. R., et al., 2009b, *Two distinct sequences of blue straggler stars in the globular cluster M 30*, [Nature](#), 462, 1028–1031
- Ferraro F. R., et al., 2018, *MIKiS: The Multi-instrument Kinematic Survey of Galactic Globular Clusters. I. Velocity Dispersion Profiles and Rotation Signals of 11 Globular Clusters*, , [860](#), [50](#)
- Ferraro F. R., et al., 2020, *A new class of fossil fragments from the hierarchical assembly of the Galactic bulge*, [Nature Astronomy](#),
- Foy R., Labeyrie A., 1985, *Feasibility of adaptive telescope with laser probe*, , [152](#), [L29](#)
- Fragione G., Gualandris A., 2019, *Hypervelocity stars from star clusters hosting intermediate-mass black holes*, [Monthly Notices of the Royal Astronomical Society](#), 489, 4543–4556
- Freeman K. C., 1993, in Smith G. H., Brodie J. P., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 48, The Globular Cluster-Galaxy Connection. p. 608
- Giersz M., Leigh N., Hypki A., Lützgendorf N., Askar A., 2015, *MOCCA code for star cluster simulations - IV. A new scenario for intermediate mass black hole formation in globular clusters*, , [454](#), [3150](#)
- Gill M., Trenti M., Miller M. C., van der Marel R., Hamilton D., Stiavelli M., 2008, *Intermediate-Mass Black Hole Induced Quenching of Mass Segregation in Star Clusters*, , [686](#), [303](#)

- Haggard D., Cool A. M., Heinke C. O., van der Marel R., Cohn H. N., Lugger P. M., Anderson J., 2013, *A DEEP CHANDRA X-RAY LIMIT ON THE PUTATIVE IMBH IN OMEGA CENTAURI*, [The Astrophysical Journal](#), 773, L31
- Harris W. E., 1996a, *VizieR Online Data Catalog: Globular Clusters in the Milky Way (Harris, 1996)*, VizieR Online Data Catalog, p. VII/195
- Harris W. E., 1996b, *A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way*, , 112, 1487
- Harris W. E., 2010, *A New Catalog of Globular Clusters in the Milky Way* ([arXiv:1012.3224](#))
- Heggie D. C., Hut P., Mineshige S., Makino J., Baumgardt H., 2007, *The Core Radius of a Star Cluster Containing a Massive Black Hole*, [Publications of the Astronomical Society of Japan](#), 59, L11
- Hubin N., et al., 2003, *Adaptive Optics projects at ESO*, [Proc SPIE](#), 4839
- Kawakatu N., Umemura M., 2005, *Formation of Massive Black Holes in Globular Clusters*, [The Astrophysical Journal](#), 628, 721–728
- King I., 1962, *The structure of star clusters. I. an empirical density law*, , 67, 471
- King I. R., 1966, *The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models*, , 71, 64
- Kurucz R. L., 2005, *ATLAS12, SYNTHE, ATLAS9, WIDTH9, et cetera*, *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 8, 14
- Lanzoni B., Dalessandro E., Ferraro F. R., Mocchi P., Valenti E., Rood R. T., 2007, *The Surface Density Profile of NGC 6388: A Good Candidate for Harboring an Intermediate-Mass Black Hole*, [The Astrophysical Journal](#), 668, L139–L142
- Lanzoni B., et al., 2013, *The Velocity Dispersion Profile of NGC 6388 from Resolved-star Spectroscopy: No Evidence of a Central Cusp and New Constraints on the Black Hole Mass*, , 769, 107
- Lee Y. W., Joo J. M., Sohn Y. J., Rey S. C., Lee H. C., Walker A. R., 1999, *Multiple stellar populations in the globular cluster ω Centauri as tracers of a merger event*, , 402, 55
- Lee D., Haynes R., Ren D., Allington-Smith J., 2001, *Characterization of Lenslet Arrays for Astronomical Spectroscopy*, , 113, 1406

- Lu T.-N., Kong A., 2011, *Radio Continuum Observations of 47 Tucanae and Omega Centauri: Hints for Intermediate-mass Black Holes?*, [Astrophysical Journal - ASTROPHYS J](#), 729
- Lützgendorf N., Kissler-Patig M., Noyola E., Jalali B., de Zeeuw P. T., Gebhardt K., Baumgardt H., 2011, *Kinematic signature of an intermediate-mass black hole in the globular cluster NGC 6388*, , [533](#), [A36](#)
- Maccarone T. J., 2004, *Radio emission as a test of the existence of intermediate-mass black holes in globular clusters and dwarf spheroidal galaxies*, , [351](#), [1049](#)
- Mackey A. D., Gilmore G. F., 2003, *Surface brightness profiles and structural parameters for 53 rich stellar clusters in the Large Magellanic Cloud*, , [338](#), [85](#)
- Madau P., Rees M. J., 2001, *Massive Black Holes as Population III Remnants*, [The Astrophysical Journal](#), 551, L27–L30
- Magorrian J., et al., 1998, *The Demography of Massive Dark Objects in Galaxy Centers*, , [115](#), [2285](#)
- Marconi A., Hunt L. K., 2003, *The Relation between Black Hole Mass, Bulge Mass, and Near-Infrared Luminosity*, [The Astrophysical Journal](#), 589, L21–L24
- McLaughlin D. E., van der Marel R. P., 2005a, *Resolved Massive Star Clusters in the Milky Way and Its Satellites: Brightness Profiles and a Catalog of Fundamental Parameters*, , [161](#), [304](#)
- McLaughlin D. E., van der Marel R. P., 2005b, *Resolved Massive Star Clusters in the Milky Way and Its Satellites: Brightness Profiles and a Catalog of Fundamental Parameters*, , [161](#), [304](#)
- McLean I. S., 2008, *Electronic Imaging in Astronomy: Detectors and Instrumentation*, 2nd ed. edn
- Miocchi P., 2006, *Central energy equipartition in multimass models of globular clusters*, , [366](#), [227](#)
- Noyola E., Gebhardt K., Bergmann M., 2008, *Gemini and Hubble Space Telescope Evidence for an Intermediate-Mass Black Hole in ω Centauri*, , [676](#), [1008](#)
- Noyola E., Gebhardt K., Kissler-Patig M., Lützgendorf N., Jalali B., de Zeeuw P. T., Baumgardt H., 2010, *Very Large Telescope Kinematics for Omega Centauri: Further Support for a Central Black Hole*, , [719](#), [L60](#)

- O'Donnell J. E., 1994, *R v-dependent Optical and Near-Ultraviolet Extinction*, , [422](#), [158](#)
- Origlia L., Valenti E., Rich R. M., 2008, *High resolution infrared spectra of NGC 6440 and NGC 6441: two massive bulge globular clusters*, , [388](#), [1419](#)
- Portegies Zwart S., Baumgardt H., Hut P., Makino J., McMillan S., 2004, *Formation of massive black holes through runaway collisions in dense young star clusters*, [Nature](#), [428](#), [724](#)
- Pryor C., Meylan G., 1993, in Djorgovski S. G., Meylan G., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 50, Structure and Dynamics of Globular Clusters*. p. 357
- Renzini A., Buzzoni A., 1986, *Global properties of stellar populations and the spectral evolution of galaxies..* pp 195–231, [doi:10.1007/978-94-009-4598-2_19](https://doi.org/10.1007/978-94-009-4598-2_19)
- Renzini A., Fusi Pecci F., 1988, *Tests of evolutionary sequences using color-magnitude diagrams of globular clusters.*, , [26](#), [199](#)
- Rosenberg A., Saviane I., Piotto G., Aparicio A., 1999, *Galactic Globular Cluster Relative Ages*, [The Astronomical Journal](#), [118](#), [2306](#)
- Sollima A., Beccari G., Ferraro F. R., Fusi Pecci F., Sarajedini A., 2007, *The fraction of binary systems in the core of 13 low-density Galactic globular clusters**, [Monthly Notices of the Royal Astronomical Society](#), [380](#), [781](#)
- Stetson P. B., 1987, *DAOPHOT: A Computer Program for Crowded-Field Stellar Photometry*, , [99](#), [191](#)
- Trenti M., Ardi E., Mineshige S., Hut P., 2007, *Star clusters with primordial binaries - III. Dynamical interaction between binaries and an intermediate-mass black hole*, , [374](#), [857](#)
- Trenti M., Vesperini E., Pasquato M., 2010, *Tidal Disruption, Global Mass Function, and Structural Parameter Evolution in Star Clusters*, , [708](#), [1598](#)
- Vesperini E., Trenti M., 2010, *Widespread presence of shallow cusps in the surface-brightness profile of globular clusters*, [Astrophysical Journal Letters](#), [720](#)
- Vivès S., Prieto E., 2005, *An original image slicer designed for Integral Field Spectroscopy with NIRSpec/JSWT*, arXiv e-prints, [p. physics/0512002](#)
- Walker M. G., Mateo M., Olszewski E. W., Bernstein R., Wang X., Woodroffe M., 2006, *Internal Kinematics of the Fornax Dwarf Spheroidal Galaxy*, , [131](#), [2114](#)

- Watkins L. L., van der Marel R. P., Bellini A., Anderson J., 2015, *Hubble Space Telescope Proper Motion (HSTPROMO) Catalogs of Galactic Globular Cluster. II. Kinematic Profiles and Maps*, , [803](#), [29](#)
- Winter L. M., Mushotzky R. F., Reynolds C. S., 2006, *XMM-Newton Archival Study of the Ultraluminous X-Ray Population in Nearby Galaxies*, [The Astrophysical Journal](#), 649, 730–752
- van de Ven G., van den Bosch R. C. E., Verolme E. K., de Zeeuw P. T., 2006, *The dynamical distance and intrinsic structure of the globular cluster ω Centauri*, , [445](#), [513](#)

Ringraziamenti

Mio caro DonGi di cose importanti me ne hai insegnate, prima tra tutte la fede, ma qui voglio ricordare la passione che mi hai trasmesso per le montagne, quella gratitudine che si prova solo in cima ad una vetta, dopo aver faticato tanto per raggiungerla.

Il percorso di questi anni è stato proprio come una nostra camminata in montagna, con lo sguardo sempre rivolto verso l'alto.

Ognuno ha saputo prendere parte a questo cammino come gli veniva richiesto e come meglio poteva: chi mi ha accompagnata in punta di piedi, chi silenziosamente, chi pregando, chi mi ha preso per mano quando non riuscivo più a camminare, chi mi ha portato lo zaino, chi ha condiviso con me l'acqua, chi mi ha fatto rialzare lo sguardo al cielo per ricordarmi dove mi stava portando questa fatica, ricordandomi il calore del rifugio che avremmo raggiunto, chi non si è stancato di avere il fiatone con me, chi col proprio esempio mi ha spronato a non fermarmi mai, chi ha camminato cantando, chi saltando, chi fermandosi per rispettare il proprio tempo o per scoprire nuovi sentieri, diversi, ma ugualmente belli.

Ringrazio la mia relatrice Cristina, che è sempre stata presente e non mi ha mai lasciata sola nelle difficoltà, spronandomi a migliorare sempre e facendomi divertire allo stesso tempo. Mi dispiace per tutte le volte che si sarà messa le mani nei capelli per i pasticci che ho combinato. Ringrazio i miei correlatori Alessio e Silvia, sempre disponibili e pronti ad aiutarmi non appena qualcosa non mi era chiaro. Non dimenticherò facilmente il lavoro di questi mesi, grazie.

Ringrazio la mia famiglia, scalmanata così com'è, che mi ha insegnato a muovere i primi passi, che ha sempre creduto in me senza mai farmi sentire inadeguata e che ha rispettato e ascoltato ogni mio silenzio in questi anni.

Ringrazio i miei amici di Riccione. In particolare ringrazio le due Camille per essere veramente sempre assieme nelle scelte importanti che la vita ci dona, Mattia per "l'amicizia speciale", Benedetta per la compagnia nelle studiate più pazze che abbiamo fatto, Giacomo, Gianmarco, Daniele, Emanuele, Andrea, Matilde, Giulia e Margherita. Non posso elencarvi tutti, siamo davvero troppi a camminare, ma ognuno di voi ha contribuito ad arrivare in cima, ve lo assicuro.

Ringrazio gli amici dell'Acrobatic Team Riccione per continuare a saltare sempre, in qual-

siasi condizione (che neanche noi sappiamo come ci riusciamo). Ringrazio il mio maestro Giovanni, che mi ha sempre aspettata e non ha mai permesso che io mi fermassi, insegnandomi a rialzarmi ad ogni caduta, sempre aiutata dalla sua forza. Nei momenti difficili di questi mesi spesso mi sono ritrovata a chiudere gli occhi e a immaginarci su un palco ad esibirci con quella grinta che ci ha sempre contraddistinto.

Ringrazio tutte le coinquiline che in questi anni sono passate per Via del Porto. In particolare ringrazio le mie amiche, nonché sorelle, Ambra e Lara. Vivere assieme a voi i primi tre anni di università è stato un dono prezioso che ha reso una piccola famiglia quella che era "l'amicizia di una vita". Ringrazio Martina e Lucia, per avermi supportata e sopportata ogni singolo giorno in questi ultimi tre anni. Ciò che abbiamo vissuto e i passi fatti assieme a voi sono speciali, così come speciali sono le nostre invenzioni (anche se sarebbe meglio chiamarle "invenzioni rare"). Ringrazio Cecilia, per aver portato ulteriore pazzia in questa casa. Ringrazio Giorgia, che, nonostante sia arrivata solo da qualche mese, mi ha sempre sostenuto, anche con delle buone merende a mezzanotte devo dire.

Ringrazio tutti gli amici di Civitella, che tutt'ora pensano che andrò sulla Luna. Ringrazio Sofia per le carezze al cuore che solo lei sa donarmi, Jessica, Carmel, Daniel, i dons e le sorelle. Grazie per accogliermi sempre come fosse casa.

Ringrazio tutti gli amici "Esperti dell'universo" e "Stellaro" che non mi hanno mai lasciata sola, da chi ha iniziato questo cammino assieme 5 anni fa, a chi si è aggiunto solo qualche mese fa, a chi si è fatto riscoprire: Laura per essere sempre pronta a dare una mano a chi ha bisogno, Ilaria per essere la sua bulletta preferita, Francesca per le sue battute, Denise per avermi insegnato a essere un po' dura a volte (che ci vuole), Andrealuna che mi permette di volerle bene, Valeria per aver permesso che mi affezionassi, Meriem per ogni singola "meriemmata", Luisa per stupirci, Jessica per la sua timidezza, Alberto perché sta imparando a farsi spazio nel mio cuore, Nicola per tutti gli scherzi che ci ha fatto, i 3 Luca per tutte le risate che ci hanno regalato (siete uno più pazzo dell'altro) e Federico per la sua esss she che a confronto io non sembro essere neppure romagnola. Senza di voi, sicuramente, non sarei qui.

Ringrazio le emozioni che solo il Navile può regalarti, comprese le pantegane. Lo abbiamo odiato e amato tante volte, è stato per noi una casa. Queste mura ne hanno viste di tutti i colori con noi e non dimenticherò mai le dormite a lezione, la pancia che brontola, i pranzi condivisi, i compleanni dei professori, i picninc del light bulb lab (che ancora non riesco a pronunciare senza sbagliare), i mille caffè golosi che hanno sostenuto le nostre tesi, le passeggiate lungo il fiume, il rischiare di far saltare l'allarme rimanendo fino a notte a studiare, i pianti disperati e le risate a crepappelle, i mille soprannomi che ormai non ci stanno più in memoria, i cooling flow della biblioteca, i puntatori hardware, la neve, i tramonti su san Luca e tutte le emozioni che solo chi vive il navile quotidianamente può capire.

Ringrazio te, mio caro DonGi, per avermi accompagnata silenziosamente a riconoscere tutto questo. Ammetto che mi hai messo alla dura prova in questi mesi, ci hai fatto uno scherzetto da prete poco simpatico, ma ora so con certezza che continuerai a prenderti cura di me più che mai.

Sono arrivata in cima e mi sto godendo il panorama, come tu ci hai insegnato. Ora guidami al prossimo rifugio che ci aspetta, ancora più in alto.

Grazi di cuore ad ognuno di voi.