



Università degli Studi di Padova

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA "GALILEO GALILEI"
Corso di Laurea in Astronomia

TESI DI LAUREA

**PROPRIETÀ FOTOMETRICHE
E FORMA INTRINSECA DELLO SFEROIDE
DELLA GALASSIA A SPIRALE NGC 1292**

Laureando:
Emanuele Dondoglio

Relatore:
Prof. Enrico Maria Corsini

Correlatore:
Dott. Luca Costantin

Anno Accademico 2016-2017

Indice

1	Introduzione	1
1.1	Classificazione morfologica delle galassie	1
1.2	Proprietà degli sferoidi delle galassie lenticolari e a spirale	4
1.2.1	Sferoidi classici	5
1.2.2	Sferoidi simili a dischi	8
1.2.3	Sferoidi a scatola o a nocciolina	11
1.2.4	Sferoidi composti	13
1.3	Caratteristiche della galassia a spirale NGC 1292	14
1.4	Scopo e schema della tesi	15
2	Analisi dei dati fotometrici	17
2.1	Acquisizione dei dati fotometrici	17
2.2	Riduzione dei dati fotometrici	18
2.2.1	Stima e sottrazione del contributo del cielo	19
2.2.2	Misura della funzione di allargamento	21
2.3	Misura dei parametri isofotali	22
2.4	Decomposizione fotometrica di NGC 1292	24
3	Forma intrinseca dello sferoide	31
3.1	Determinazione dei rapporti assiali intrinseci di uno sferoide	31
3.1.1	Considerazioni geometriche iniziali	31
3.1.2	Angoli caratteristici	34
3.1.3	Ellitticità equatoriale degli sferoidi	35
3.1.4	Schiacciamento intrinseco degli sferoidi	36
3.1.5	Forma intrinseca degli sferoidi	37
3.2	Misura della forma intrinseca dello sferoide di NGC 1292	37
3.3	Conclusioni	38

Capitolo 1

Introduzione

Nella sezione 1.1 del capitolo viene descritta la classificazione morfologica delle galassie, soffermandosi sui lavori svolti da Hubble, de Vaucouleurs e van den Bergh. Nella sezione 1.2 sono discussi gli sferoidi delle galassie a disco e li si dividono in famiglie a seconda delle loro proprietà. Nella sezione 1.3 sono riportate le principali caratteristiche della galassia NGC 1292. Nella sezione 1.4 sono presentati lo scopo e lo schema della tesi.

1.1 Classificazione morfologica delle galassie

Con la scoperta e l'osservazione delle prime galassie, è stato naturale cercare di suddividerle in famiglie a seconda della loro forma apparente, vista la ricorrenza di alcuni tratti morfologici particolari. Tra i primi a compiere un lavoro di questo tipo fu Edwin P. Hubble negli anni '20, a cui si deve l'introduzione del diagramma a diapason (figura 1.1). La versione finale della sua classificazione si trova in *The Hubble Atlas of Galaxies* (Sandage 1961).

Come si nota dal diagramma, la classificazione inizia con le galassie ellittiche, che devono il loro nome alla forma con cui appaiono sul piano del cielo, dividendole in classi a seconda dell'ellitticità crescente da E0 a E7. Hanno una forma intrinseca tridimensionale molto simile ad uno sferoide di rotazione. Sono galassie con una luminosità diffusa e la cui brillantezza superficiale decresce dal nucleo verso l'esterno in modo uniforme. Le stelle in esse sono in maggioranza di Popolazione II, ovvero vecchie, con poche evidenze di gas e polveri, sintomo del fatto che l'attività di formazione stellare si sia interrotta molto tempo fa.

La successiva biforcazione del diagramma divide le galassie in normali, ovvero senza barra (ramo superiore), e barrate (ramo inferiore), a seconda che si osservi o meno la presenza di una barra. Una barra è una struttura

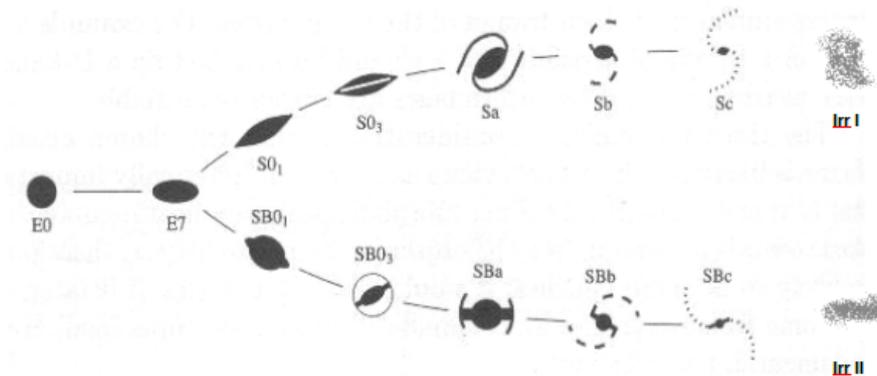


Figura 1.1: Diagramma a diapason di Hubble. Immagine tratta da [Mihalas & Binney \(1981\)](#).

allungata nella parte centrale di una galassia, in cui vi è una densità stellare maggiore rispetto a quella media del disco.

Procedendo verso destra nel diagramma di Hubble si incontrano all'inizio della biforcazione le galassie lenticolari, formate da uno sferoide centrale ed un disco. Queste galassie hanno caratteristiche intermedie tra ellittiche e spirali, dove lo sferoide è ancora piuttosto pronunciato, mentre il disco non presenta evidenze di bracci di spirale. Le lenticolari non barrate si suddividono in S_{01} , S_{02} e S_{03} , a seconda dell'abbondanza di polvere nel disco, mentre quelle barrate sono invece divise in SB_{01} , SB_{02} e SB_{03} a seconda della prominentezza della barra. La forma intrinseca tridimensionale dello sferoide è simile a quella di una galassia ellittica, dunque uno sferoide di rotazione, mentre il disco appare avere una forma intrinseca molto più sottile, come si può notare quando una galassia viene vista di taglio. La luminosità diminuisce considerevolmente passando dallo sferoide al disco, e diminuisce al suo interno allontanandosi dal centro con un tasso minore rispetto allo sferoide. Lo sferoide si trova al centro del disco e ricorda una galassia ellittica non solo per la forma, ma anche per le popolazioni stellari presenti, in maggioranza di Popolazione II, e per la distribuzione di brillantezza superficiale in funzione della distanza dal centro. Nel disco invece si hanno popolazioni stellari in media più giovani, a causa della presenza di polveri e dalla poca formazione stellare.

A seguire si trovano le galassie a spirale, dotate anch'esse di un disco ma con i caratteristici bracci a spirale. Sono divise in sottoclassi Sa, Sb e Sc definite dalla prominentezza dello sferoide rispetto al disco, dal grado di apertura dei bracci, dalla risoluzione dei bracci in stelle, nodi di polvere e regioni III. La sovrapposizione di questi criteri è utile in quanto sono tra

loro correlati, infatti una galassia con uno sferoide poco prominente tende ad avere bracci più aperti e meglio definiti. Nelle barrate SBa, SBb e SBc la barra si trova nella zona più interna e i bracci iniziano quando finisce la barra. La forma intrinseca tridimensionale della galassia ricorda quella delle galassie lenticolari, data da uno sferoide centrale immerso in un disco piatto. Anche l'andamento radiale della luminosità risulta simile, diminuendo passando da sferoide a disco. Nello sferoide le popolazioni stellari sono simili a quelle di una galassia ellittica, mentre nel disco, soprattutto vicino ai bracci, le stelle saranno mediamente più giovani.

Per ultime ci sono le galassie irregolari, prive di simmetrie, divise in due categorie a seconda che risultino (Irr I) o meno (Irr II) risolte in stelle.

Un'altra importante classificazione morfologica è quella ad opera di [de Vaucouleurs et al. \(1964\)](#), che estende il lavoro di Hubble ad un campione più ampio. Infatti il diagramma a diapason iniziale è stato redatto basandosi su un campione ristretto di sole galassie prototipo giganti o supergiganti, non può dunque rappresentare appieno tutte le diverse varietà morfologiche osservabili. Vengono aggiunte le sottoclassi intermedie E^+ , che rappresentano le galassie ellittiche immerse in un alone luminoso, e $S0^-$, le galassie lenticolari con un disco debole in cui domina lo sferoide, tra galassie ellittiche e lenticolari; tra galassie lenticolari e a spirale vengono aggiunte le $S0^+$, lenticolari con caratteristiche più vicine a galassie a spirale, e Sd, Sm tra galassie a spirale e irregolari. Le prime descrivono galassie più avanzate delle Sc, le seconde sono uno stadio intermedio tra spirali avanzate e irregolari di tipo magellanic. Le irregolari di tipo magellanic Im non presentano una totale assenza di simmetria rotazionale e mostrano un accenno di struttura con bracci di spirale. Se hanno una barra si identificano con IBm.

Con questo schema, le galassie classificate come ellittiche di tipo avanzato secondo la classificazione di Hubble risultano essere lenticolari, mentre in altri casi galassie classificate come irregolari vengono annoverate come spirali Sm. Per quanto riguarda la barra, de Vaucouleurs indica come SA le galassie ordinarie (ovvero non barrate), SAB quelle con una barra debole e SB le barrate. Suddivide inoltre le galassie a spirale in base alla presenza di un anello da cui si diramano i bracci, indicato come (r), o dalla sola presenza dei bracci, indicata come (s). Il caso intermedio si indica con (rs).

Un'altra classificazione è quella ad opera di [van den Bergh \(1976\)](#), la quale non cerca di classificare le galassie solo in base a caratteristiche morfologiche, ma considerando anche le popolazioni stellari e la luminosità, valutando se le due sono correlate con la morfologia. Vengono introdotte le classi di luminosità, dalle più brillanti alle meno brillanti. Le galassie ellittiche sono classificate in modo simile allo schema di Hubble, con la differenza che si considerano solo quelle da E0 a E6, mentre le E7 sono incluse tra le galassie

lenticolari. Le galassie dotate di un disco sono suddivise in tre famiglie, in base all'abbondanza di gas in esso: le galassie lenticolari (S0a, S0b, S0c), in cui non c'è gas, le spirali anemiche (Aa, Ab, Ac), dotate di poco gas, e le galassie a spirale (Sa, Sb, Sc), in cui si trova una grande quantità di gas. Importante il fatto che le galassie lenticolari non vengono più poste tra le ellittiche e le spirali come nelle classificazioni precedenti, a causa del fatto che non è sempre vero che hanno caratteristiche intermedie. Le sottoclassi a, b e c sono definite in base al rapporto di luminosità D/B tra il contributo del disco e quello dello sferoide alla luminosità totale della galassia, dando per la prima volta una classificazione quantitativa di tali sottoclassi in base alla prominente dello sferoide.

Lo studio della componente sferoidale è fondamentale al fine di poter classificare una galassia a disco in base alla sua morfologia. Infatti nelle galassie a disco dei primi tipi lo sferoide contribuisce alla luminosità totale in maniera simile rispetto al disco, mentre nelle galassie a disco più avanzate è il disco a contribuire maggiormente alla luminosità totale fino a rendere pressoché insignificante il contributo dello sferoide nei casi più estremi. È allora molto importante conoscere il rapporto di luminosità fra le due componenti, visto che può fornire informazioni per quanto riguarda la morfologia della galassia.

1.2 Proprietà degli sferoidi delle galassie lenticolari e a spirale

Nelle galassie ellittiche e negli sferoidi delle galassie a disco si trova il 60% di materia barionica condensata in stelle presente nell'universo (Fukugita et al. 1998). Per questo è importante conoscerne le proprietà, visto che ospitano una considerevole parte di materia visibile.

Secondo la definizione empirica adottata da Carollo et al. (1999), uno sferoide è la componente centrale di una galassia che contribuisce all'eccesso di luce ottenuto estrapolando il profilo radiale di brillantezza superficiale di un disco esponenziale. Questa definizione permette di separare il disco, che segue l'andamento di un profilo esponenziale (Freeman 1970), dallo sferoide, per cui l'andamento radiale della brillantezza superficiale è ben descritto dalla legge di Sérsic (1968).

Gli sferoidi però non formano una classe omogenea, sono una classe eterogenea dato che possono avere proprietà morfologiche, fotometriche e cinematiche fortemente differenti tra di loro e in molti casi diverse da quelle delle galassie ellittiche, (si veda Kormendy & Kennicutt 2004 per un articolo

di rassegna). È dunque stato necessario introdurre una ulteriore classificazione per le diverse categorie di sferoidi, dividendoli in sferoidi “classici”, sferoidi “a disco” e sferoidi a forma di “scatola” o “nocciolina”, come proposto da Athanassoula (2005).

In realtà, come si vedrà nelle seguenti sottosezioni, solo i primi due sono effettivamente degli sferoidi; le strutture a forma di scatola o nocciolina sono barre viste sotto particolari angolazioni. Fisher & Drory (2016) definiscono una serie di criteri con i quali si possono distinguere sferoidi classici e sferoidi a disco. Questi criteri vengono divisi in categorie. I criteri di categoria I sono la morfologia in ottico, indice di Sérsic, l'intensità delle righe spettrali di assorbimento e la forma del profilo radiale di dispersione di velocità. Sferoidi classici e a disco sono ben diversi tra di loro stando alle misure di queste quantità. I criteri di categoria II sono utilizzati solitamente dopo quelli di categoria I, in quanto anche se vengono rispettati non sono indicativi sul tipo di galassia, vanno integrati ai criteri precedenti. Non mancano infatti casi in cui i due intervalli possibili di parametri si sovrappongono. Non sono gli stessi per entrambe le famiglie e verranno approfonditi nelle rispettive sezioni. Per gli sferoidi classici vi sono inoltre criteri di categoria III, ovvero criteri che uno sferoide di questo tipo deve soddisfare, ma che da soli non bastano a definire uno sferoide come classico. Tali risultati presi singolarmente non danno la conferma, ma forniscono solo indizi. È per questo opportuno combinare più risultati indicativi tra di loro indipendenti. □

1.2.1 Sferoidi classici

Gli sferoidi classici sono paragonabili alle galassie ellittiche, in quanto hanno simili caratteristiche morfologiche, cinematiche e fotometriche. Esempi di galassie che ospitano queste strutture sono mostrati in figura 1.2.

Si suppone che si siano formati a causa del collasso gravitazionale o la fusione gerarchica di oggetti più piccoli. Un processo di questo tipo è solitamente rapido, giustificando la grande quantità di stelle vecchie, in quanto indicano che la formazione stellare si è arrestata da molto tempo. È uno scenario compatibile con un processo veloce e molto violento (Athanassoula 2005). Essendo il processo relativo alle fasi iniziali, è probabile che lo sferoide si sia formato ad un'epoca in cui il disco ancora non era nato; ciò è stato anche confermato essere plausibile da diverse simulazioni, come ad esempio quelle svolte da Samland & Gerhard (2003). Non è tuttavia da escludere uno scenario in cui sia il disco a formarsi prima dello sferoide, in cui quest'ultimo

¹Le immagini esplicative dei diversi tipi di sferoidi, mostrati nelle figure 1.2, 1.3 e 1.4, sono state prese con l'*Hubble Space Telescope* (HST). Sono consultabili all'indirizzo <http://hubblesite.org/>.



Figura 1.2: Sferoidi classici in due galassie a diversa inclinazione. *A sinistra:* NGC 4594 (HST). *A destra:* NGC 2775 (HST).

si forma tramite l'accrescimento di materiale del primo, a causa ad esempio di una fusione con un'altra galassia o comunque di un'azione esterna, come mostrato in diverse simulazioni, ad esempio da quelle svolte da [Pfenniger \(1993\)](#) o da [Athanasoula \(1999\)](#).

Si analizzano ora le principali proprietà applicando i criteri di [Fisher & Drory \(2016\)](#), iniziando da quelli di categoria I.

- **Morfologia in ottico.** Da un punto di vista morfologico, uno sferoide classico è una struttura che ricorda una galassia ellittica, dunque a forma di ellissoide di rotazione. Risulta infatti privo di strutture nucleari come bracci di spirale o anelli, tipiche dei dischi, nelle zone in cui la luce è dominata dallo sferoide. Serve però un'alta risoluzione spaziale per distinguere se strutture come bracci di spirale appartengono allo sferoide o fanno parte del disco e ciò non è sempre realizzabile, soprattutto per galassie più lontane.
- **Indice di Sérsic.** Secondo [Andredakis et al. \(1995\)](#) è correlato con il tipo morfologico: gli sferoidi delle galassie lenticolari tendono ad avere valori di n più vicini alle galassie ellittiche (che hanno circa $n = 4$), mentre gli sferoidi delle galassie a spirale hanno valori minori, avvicinandosi ad un profilo esponenziale ($n = 1$) nei tipi più avanzati. Utilizzando un campione di circa 100 galassie con immagini ottenute con l'*Hubble Space Telescope* (HST), [Fisher & Drory \(2008\)](#) comparano la morfologia dello sferoide con l'indice n relativo risultante dalla decomposizione fotometrica. Basandosi sui risultati dati dall'analisi della morfologia in ottico, gli sferoidi classici e le ellittiche hanno $n > 2$. Il risultato è stato confermato da successivi studi con campioni più ampi ([Fisher & Drory 2010](#)).

- Intensità delle righe spettrali di assorbimento. Si ha una connessione tra il tipo di sferoide e l'intensità delle righe di assorbimento, misurata dagli indici di Lick (Trager et al. 1998). Fisher & Drory (2016), con un campione ottenuto combinando dati di Ganda et al. (2007), Peletier et al. (2007) e Kuntschner et al. (2010), trovano che nessuno sferoide valutato essere classico dalla morfologia in ottico e dall'indice di Sérsic risulta avere $Mgb < 2.35 \text{ \AA}$, oppure $Fe\ 5015 < 3.97 \text{ \AA}$.
- Forma del profilo radiale di dispersione di velocità. Analizzando il profilo di dispersione di velocità, Fabricius et al. (2012) trovano che se il gradiente della dispersione di velocità in funzione della distanza dal centro della galassia ha un picco centrale, allora la galassia ospita uno sferoide classico. Il risultato è stato trovato confrontando le informazioni sulla forma dello sferoide date dalla morfologia in ottico e dall'indice di Sérsic. Uno sferoide classico domina la parte centrale di una galassia e quindi la cinematica delle zone centrali. Avendo una bassa velocità di rotazione, prevalgono moti disordinati piuttosto che una rotazione ordinata intorno al centro di massa, dunque avrà una dispersione di velocità più alta rispetto al disco. Ciò spiega il fatto che appaia come una struttura tridimensionale che emerge considerevolmente rispetto al piano del disco.

Nel caso di sferoidi classici si ha un solo criterio di categoria II, ovvero il valore della dispersione centrale di velocità. Fisher & Drory (2016) analizzano un campione di 100 galassie S0–Sc, il quale, secondo criteri di categoria I, contiene sia sferoidi classici che a disco. Trovano che i primi hanno maggiore dispersione di velocità dei secondi. Circa i 2/3 degli sferoidi classici hanno dispersione di velocità centrale $\sigma_0 > 130 \text{ km s}^{-1}$. Se viene misurato tale valore per una galassia la si può considerare ospitante uno sferoide classico.

Si considerano ora i criteri di categoria III.

- Relazioni di scala. Uno sferoide classico segue la stessa relazione nel Piano Fondamentale (FP, dall'inglese *Fundamental Plane*; Djorgovski & Davis 1987) per le galassie ellittiche, secondo cui $r_e \propto \sigma^A I_e^B$, dove r_e è il raggio dell'isofota entro cui è contenuto metà del flusso totale della galassia, I_e è la brillantezza superficiale al raggio r_e e σ la dispersione di velocità.
- Formazione stellare e densità di gas. In uno sferoide classico si devono avere un basso tasso di formazione stellare e una bassa densità di gas. Dalla misura del tasso di formazione stellare (SFR, dall'inglese *Star Formation Rate*), sfruttandone i vari indicatori, si può capire se ci si trova

di fronte ad uno sferoide ad alta formazione stellare o meno. Uno sferoide classico presenta bassa formazione stellare, cioè $\text{SFR} < 10^{-11} \text{ yr}^{-1}$ (Fisher & Drory 2016). Lo sferoide classico ha una densità $\Sigma_{\text{gas}} < 100 \text{ pc}^{-2}$.

- Colore in ottico. Nonostante non vi sia un colore in ottico caratteristico per gli sferoidi classici, Fisher & Drory (2016), basandosi sui dati raccolti da Gadotti & dos Anjos (2001), concludono che se uno sferoide non è blu allora sarà molto più probabilmente classico.

1.2.2 Sferoidi simili a dischi

Sono sferoidi che hanno caratteristiche tipiche di una struttura a disco. Esempi di galassie che ospitano queste strutture sono mostrati in figura 1.3.

Si formano tramite processi secolari, nei quali componenti come barre, ovali e bracci di spirale riorganizzano il gas del disco nelle zone centrali. Dunque si dovrebbero osservare popolazioni giovani nelle zone interne, infatti il tasso di formazione stellare si stima essere fino a 3 volte superiore di quello medio in tutto il disco (Kormendy & Kennicutt 2004). Ad esempio, Athanassoula (2005) descrive il caso in cui una barra forma il disco: il gas tende a concentrarsi nelle parti interne del disco sotto l'influenza gravitazionale del momento torcente della barra, quindi forma un disco interno oppure un anello. Quando il disco/anello diventa sufficientemente massiccio inizia a formare le stelle che si addensano in uno sferoide.

Sferoidi così formati si prevede possano avere le proprietà attribuite normalmente a sistemi a disco, come viene osservato nel corso di questa sezione.

Gli sferoidi a disco sono molto comuni: come stimato da Fisher & Drory (2011), analizzando un campione di galassie entro 11 Mpc, con $i < 80^\circ$ e $M_B < -15.2 \text{ mag}$, circa il 75% delle galassie a disco presentano uno sferoide di questo tipo.

Si applicano allora i criteri di categoria I.

- Morfologia in ottico. Se si osservano, nelle zone centrali in cui la componente dello sferoide domina, bracci di spirale, anelli e altre strutture tipiche dei dischi, è probabile che la galassia ospiti uno sferoide a disco. Individuare queste componenti non è sempre facile, in quanto sono molto piccole rispetto alla galassia e serve un'alta risoluzione spaziale. Questo tipo di classificazione può infatti essere svolta solo per le galassie più vicine, ed è affetta dalla soggettività dell'osservatore.



Figura 1.3: Sferoidi a disco in due galassie a diversa inclinazione. *A sinistra:* NGC 5866. *A destra:* NGC 4736.

- Indice di Sérsic. Facendo riferimento al lavoro di [Fisher & Drory \(2008\)](#), il 90% di sferoidi classificati morfologicamente come simili a dischi hanno $n < 2$.
- Intensità delle righe spettrali di assorbimento. [Fisher & Drory \(2016\)](#) trovano che nei diagrammi $M_{gb} - \sigma$ e $M_{gb} - Fe$ 5015 tutti gli sferoidi valutati essere a disco si trovano al di sotto di una retta con uguale pendenza di quella che interpola i dati del campione. Gli sferoidi a disco distano più di 0.7 \AA dalla relazione.
- Forma del profilo radiale di dispersione di velocità. Si utilizzano i risultati di [Fabricius et al. \(2012\)](#). Gli sferoidi a disco non hanno un comportamento diverso dal disco esterno da un punto di vista cinematico. Non c'è dunque il picco centrale di dispersione di velocità come negli sferoidi classici. [Fabricius et al. \(2012\)](#) classificano inoltre come sferoidi a disco tutti quelli con profili di dispersione di velocità tali che $d(\log \sigma)/d(\log r) \geq -0.1$ e $\langle v^2 \rangle / \langle \sigma^2 \rangle \geq 0.35$. Si può inoltre utilizzare il diagramma $V/\sigma - \epsilon$, che confronta il rapporto tra velocità e dispersione di velocità con l'ellitticità, per distinguere gli sferoidi a disco da quelli classici ([Kormendy 1993](#); [Kormendy & Kennicutt 2004](#); [Kormendy & Fisher 2008](#)). Uno sferoide che si trova molto al di sopra della linea che descrive l'andamento degli sferoidi oblati è un candidato ad avere una forma a disco. Infatti gli sferoidi oblati sono strutture dominate dal moto di rotazione attorno al centro di massa, che per questo tendono ad appiattirsi assumendo la forma tipica di un disco.

Si considerano ora i criteri di categoria II.

- Posizione nel FP. Uno sferoide a disco non occupa la stessa posizione nel FP e non segue le stesse relazioni delle galassie ellittiche. Usare il FP non è completamente indicativo, perché non c'è una teoria indipendente che predice la collocazione relativa a strutture a disco, e non è detto che i due tipi non si sovrappongano nel diagramma (Fisher & Drory 2016). Se uno sferoide ha parametri consistenti con il FP, non si può dire con certezza di che tipo sia: solo in caso di forti deviazioni la previsione di uno sferoide a disco può considerarsi robusta (Fisher & Drory 2016).
- Tasso di formazione stellare. Fisher (2006) compara le diagnosi morfologiche degli sferoidi ai profili di colore a $3.6 - 8.0 \mu\text{m}$ delle galassie, trovando che se ospitano sferoidi classici, andando verso il centro la formazione stellare sparisce. Non succede se lo sferoide è a disco, in quanto la formazione stellare è simile a quella del disco esterno. Fisher & Drory (2010) trovano che se uno sferoide ha un colore tale che $3.6 - 8.0 > 0$, sarà molto probabilmente uno sferoide a disco. Questo metodo presenta però ambiguità: l'8% degli sferoidi con alta formazione stellare ($\text{SFR} > 10^{-11} \text{ yr}^{-1}$) ha $n > 2$ (Fisher & Drory 2016). Lo si può spiegare ipotizzando un fenomeno di accrescimento di materiali del disco ad alta formazione stellare da parte del centro (Aguerri et al. 2001).
- Intensità delle righe spettrali di assorbimento. Si è visto, nella sottosezione precedente, che non si trovano sferoidi classici con $\text{Mgb} < 2.35 \text{ \AA}$ o $\text{Fe } 5015 < 3.97 \text{ \AA}$: in tal caso lo sferoide sarà probabilmente a disco. Tuttavia Fisher & Drory (2016) trovano che 2/3 degli sferoidi a disco nel campione analizzato seguono questo criterio, dunque vale solo nella maggior parte dei casi.
- Relazione di Faber-Jackson. Questo criterio consiste nel valutare se lo sferoide segue la relazione empirica tra luminosità e dispersione di velocità $L \propto \sigma^4$ (Faber & Jackson 1976) trovata per le galassie ellittiche. Kormendy & Kennicutt (2004) trovano che uno sferoide che si colloca sotto questa relazione, dunque con bassa dispersione, è probabilmente uno sferoide simile ad un disco. Questo è un criterio di categoria II in quanto si ha un considerevole margine di errore e non si può affermare con certezza che uno sferoide, che segue questa relazione, non sia a priori un disco.
- Colore in ottico. Nello studio di sferoidi classici si trova tra i criteri di categoria I, in quanto se uno sferoide è rosso è fortemente probabile che



Figura 1.4: Sferoidi a scatola o nocciolina in due galassie a diversa inclinazione. *A sinistra:* NGC 4565. *A destra:* NGC 1300.

sia classico, mentre uno sferoide blu non è detto che sia a disco. Lo si può considerare tale se $B - V < 0.5$, ovvero se è molto blu, anche se non è sufficiente come unico indizio.

1.2.3 Sferoidi a scatola o a nocciolina

Sono sferoidi che si osservano a causa della presenza di barre nelle galassie, in cui quest'ultime, in particolare quando viste di taglio, assumono una forma a "scatola" o a "nocciolina". Esempi di galassie che ospitano queste strutture sono mostrati in figura 1.4. Le barre si formano spontaneamente in galassie a disco ed evolvono molto lentamente, con un tempo necessario alla formazione dell'ordine di qualche rotazione galattica, più lungo se l'alone galattico è massiccio. In qualche modo, dopo la formazione della barra, parte del materiale che la compone acquisisce forti moti verticali raggiungendo zone distanti dal piano equatoriale (Athanasoula 2005).

Li et al. (2017), confrontando simulazioni ad un ampio campione di galassie osservate, trovano che la frazione di galassie a disco barrate dipende dal tipo morfologico: circa il 50% di galassie lenticolari ha una barra, ma la percentuale aumenta andando verso tipi più avanzati, arrivando a 80% per galassie a spirale Sd. Di queste, quelle che presentano strutture a scatola o a nocciolina sono circa il 30% nelle S0, il 70% nelle Sa e Sb finché non decrescono drasticamente nelle spirali avanzate.

Per comprendere oggetti di questo tipo sono state utilizzate diverse simulazioni ad N-corpi di galassie a disco barrate viste di taglio. Infatti, dato che si sviluppano in direzione ortogonale al piano galattico, è molto più facile osservare sferoidi a forma di scatola o nocciolina in galassie viste di taglio piuttosto che di faccia. Ciò viene mostrato da Athanasoula (2005) effettuando simulazioni ad N-corpi per diversi modelli di galassie a diversi angoli di

inclinazione. In alcuni casi le strutture a nocciolina tendono a degenerare in strutture a forma di X. Esse non sono facili da osservare, in quanto sono decisamente meno marcate se la galassia non viene osservata di taglio, come mostrato nelle simulazioni di Athanassoula (2005), in cui una struttura ad X quando è vista di taglio, risulta più simile ad una nocciolina di quando è vista ad un'inclinazione di 45° .

Se per le galassie viste di taglio individuare queste strutture è possibile da un'analisi morfologica, aumentando l'inclinazione sono sempre meno visibili. Erwin & Debattista (2013) svolgono l'analisi delle isofote di un campione di 78 galassie S0–Sb con inclinazione $i \leq 65^\circ$, trovando strutture a forma di scatola o nocciolina fino a $i \sim 40^\circ$. Definiscono inoltre l'intervallo ideale (da 40° a 65°) per identificare sia strutture a forma di scatola o nocciolina sia la barra. Si può dunque calcolare il rapporto medio tra le dimensioni delle due componenti, Erwin & Debattista (2013) ottengono $R_{\text{box}}/R_{\text{bar}} = 0.38 \pm 0.08$. Le barre più corte sono state osservate maggiormente nelle galassie a disco avanzate, mentre in galassie come le lenticolari è più facile osservare le barre più lunghe (Hoyle et al. 2011).

Invece se si osserva una galassia di faccia la barra è ben visibile ma le strutture a forma di scatola o nocciolina scompaiono (Laurikainen & Salo 2016). Debattista et al. (2005) propongono un metodo per individuare queste strutture anche nelle galassie a basse inclinazioni, dall'analisi del momento di Gauss-Hermite h_4 , che misura le deviazioni dalla distribuzione di velocità gaussiana al quart'ordine. Infatti lungo l'asse maggiore della barra il profilo radiale h_4 , che si può ottenere studiando la distribuzione delle velocità, presenta due minimi negativi. Questa diagnosi è stata utilizzata da Méndez-Abreu et al. (2014) per identificare sferoidi a forma di scatola o nocciolina.

Da misurazioni di velocità stellari di galassie con strutture a scatola o a nocciolina, si trova che la velocità non ha una forte dipendenza dalla distanza dal piano equatoriale, come nei casi di NGC 4565 (Kormendy & Illingworth 1982), IC 337 (Jarvis 1987), NGC 3079 (Shaw et al. 1993) e NGC 7332 (Falcón-Barroso et al. 2004). Questo tipo di rotazione è detto rotazione cilindrica.

Erwin et al. (2015) correlano la formazione di strutture a scatola o nocciolina a deformazioni date dall'instabilità della barra, basandosi su questo Pérez et al. (2017) cercano di capire in quale fase della vita della galassia questo fatto sia avvenuto, analizzando le popolazioni stellari presenti nella zona centrale e nella barra. Da simulazioni, confrontando con quanto misurato per NGC 6032, risulta che l'analisi delle storie di formazione stellare di differenti componenti (sferoide, parte interna della barra, parte esterna della barra) danno la seguente sequenza di eventi: formazione della barra, evento che la

deforma dando inizio a moti verticali di materiale e successivo ottenimento della strutture a scatola o nocciolina. Dall’evento deformante la barra cessa la sua formazione stellare, crescendo per accrescimento di materiale del disco. Questo riattiva la formazione stellare nelle regioni più interne della galassia, suggerendo che la barra abbia trasportato materiale dal disco (in cui vi è attiva formazione stellare) al centro senza formare stelle durante il percorso. Dalle epoche stimate da [Pérez et al. \(2017\)](#) nella quale sia cessata l’attività di formazione stellare (circa 8 Gyr per NGC 6032) si deduce che la barra e la struttura a scatola o nocciolina siano dominate da stelle piuttosto vecchie e rosse. Ma non si escludono altre popolazioni: visto che queste strutture si formano per riarrangiamento di materiale del disco, dovrebbero essere presenti popolazioni stellari simili a quelle del disco entro raggi comparabili a quanto si estendono le strutture a scatola o nocciolina.

1.2.4 Sferoidi composti

La classificazione degli sferoidi nelle galassie a disco viene complicata dal fatto che diverse strutture viste possono coesistere tra di loro. [Gadotti \(2009\)](#) mostra come sferoidi classici e a disco possono coesistere, mentre [Méndez Abreu et al. \(2014\)](#) mostrano che questi si possono combinare con strutture a scatola o a forma di nocciolina. Come mostrato da [Erwin \(2015\)](#), in una galassia può essere presente un sistema stellare tondeggianti e caldo dal punto di vista dinamico, dunque uno sferoide classico, inserito in una struttura più appiattita dominata da moti di rotazione, cioè uno sferoide a disco. Altri esempi di decomposizione fotometrica strutturale di sferoidi composti si possono trovare in [Kormendy & Barentine \(2010\)](#) e in [Barentine & Kormendy \(2012\)](#), che analizzano il profilo di brillantezza superficiale dello sferoide di NGC 4565 con funzioni di Sérsic sia per sferoidi a scatola che per sferoidi a disco. La componente a scatola o nocciolina e quella a disco non si escludono l’una con l’altra, con la prima che contribuisce al 40% della luce totale della galassia, con un rapporto $B/T \sim 0.4$, e con la seconda che contribuisce in modo minore, con un rapporto $B/T \sim 0.06$. Inoltre, [de Lorenzo-Cáceres et al. \(2012\)](#) hanno rivelato la presenza di uno sferoide composto compiendo un’analisi dettagliata della galassia con due barre NGC 357. La presenza di una barra nelle galassie con sferoidi composti classici e a disco ([Erwin 2015](#)) rende possibile la coesistenza dei tre tipi di sferoide, come suggerito da [Athanasoula \(2005\)](#).

[Fisher & Drory \(2010\)](#) concludono che sferoidi che escono dalle relazioni che definiscono la posizione sul FP, ma con grande massa o alta brillantezza superficiale, possono considerarsi candidati ad avere uno sferoide composto. Ad esempio nella relazione $(\mu_e; r_e)$ per le galassie ellittiche ([Kormendy 1977](#)),

lo sferoide a disco fa crescere la massa senza far variare il valore di r_e , portando quello che poteva sembrare uno sferoide classico ad uscire dal FP. Queste strutture hanno anche un minor tasso di formazione stellare rispetto agli sferoidi a disco puri, e hanno $n = 1.8 - 2.1$. Si trova infatti che combinando i due modelli si ottengono valori intermedi. Circa il 10–20% di sferoidi entro 11 Mpc seguono questa descrizione, come mostrato da [Fisher & Drory \(2011\)](#).

1.3 Caratteristiche della galassia a spirale NGC 1292

La galassia NGC 1292 è classificata come galassia a spirale non barrata di tipo avanzato SA(s)c nel *Third Reference Catalogue of Galaxies* (RC3; [de Vaucouleurs et al. 1991](#)). Nel *Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies* (RSA; [Sandage & Tammann 1981](#)) viene classificata come S(s)c. Nel *Carnegie Atlas of Galaxies* (CAG; [Sandage & Bedke 1994](#)) viene descritta nella tavola 249 come Sc(s)II, con bracci di spirale massicci che dominano l'area del disco e con un'elevata presenza di gas nelle regioni tra di essi. Appare con un'inclinazione tale che sul piano del cielo è possibile individuare il piccolo sferoide centrale e i bracci di spirale che dominano il disco.

Le coordinate equatoriali nel catalogo RC3 sono $\alpha = 03^h18^m15.2^s$ (J2000.0) e $\delta = -27^\circ36'40''$ (J2000.0). NGC 1292 si trova nella regione dell'Ammasso della Fornace. La velocità di recessione vale $v_{3k} = 1231 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$ ([Fixsen et al. 1996](#)). Dalla relazione di Hubble, in cui $H_0 = 73 \pm 5 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, si è calcolata una distanza pari a $16.9 \pm 1.3 \text{ Mpc}$, il cui errore si calcola propagando gli errori su v_{3k} e su H_0 .

Nel catalogo RC3, la galassia in esame presenta una magnitudine apparente in banda B pari a $m_B = 12.84 \pm 0.15 \text{ mag}$, mentre la magnitudine corretta per estinzione interna, estinzione galattica e *redshift* vale $m_B^0 = 12.25$. Conoscendo la distanza della galassia, si può trovare la magnitudine assoluta dalla relazione $m - M = 5 \log d - 5$, ottenendo così $M_B^0 = -18.89 \pm 0.17 \text{ mag}$.

Dal catalogo RC3, il diametro maggiore dell'isofota di brillantezza superficiale $\mu_B = 25 \text{ mag arcsec}^{-2}$ vale $D_{25} = 3.0 \text{ arcmin}$, mentre quello minore vale $d_{25} = 1.3 \text{ arcmin}$.

Secondo [Morelli et al. \(2008\)](#), la galassia è un buon candidato per ospitare uno sferoide a disco, in quanto nel diagramma $V/\sigma - \epsilon$ si trova significativamente sopra alla linea degli sferoidi oblati avendo una dispersione di velocità centrale piuttosto bassa. L'indice di Sérsic dello sferoide è $n < 2$ e non segue la relazione del FP valida per le galassie ellittiche. Inoltre si è osservato che la popolazione delle regioni centrali ha età intermedia intorno a 3 Gyr. Inoltre, dalla presenza di righe di emissione nello spettro ottico si evince un'attiva



Figura 1.5: Immagine di NGC 1292 in banda R (Morelli et al. 2008). L'immagine è stata ruotata in modo da avere il nord rivolto verso il lato superiore dell'immagine e l'est verso il lato sinistro. Il campo di vista dell'immagine è pari a 5×5 arcmin².

formazione stellare, suggerendo una storia di formazione stellare più lunga rispetto a quella che caratterizza gli sferoidi classici.

1.4 Scopo e schema della tesi

Lo scopo della tesi è ottenere una misura della forma intrinseca dello sferoide della galassia NGC 1292. Questo serve a capire quanto significativi siano gli indizi morfologici, fotometrici e cinematici secondo cui la galassia è un buon candidato ad ospitare uno sferoide a disco.

La tesi segue il seguente schema:

Capitolo 1. Nella sezione 1.1 del capitolo viene descritta la classificazione morfologica delle galassie, soffermandosi sui lavori svolti da Hubble, de Vaucouleurs e van den Bergh. Nella sezione 1.2 sono discussi gli sferoidi delle

galassie a disco e li si dividono in famiglie a seconda delle loro proprietà. Nella sezione 1.3 sono riportate le principali caratteristiche della galassia NGC 1292. Nella sezione 1.4 sono presentati lo scopo e lo schema della tesi.

Capitolo 2. Si affronta in questo capitolo l'insieme di operazioni da effettuare sull'immagine al fine di svolgere la decomposizione fotometrica. Nella sezione 2.1 si tratta l'acquisizione dei dati fotometrici, descrivendo le modalità di osservazione della galassia NGC 1292 e le proprietà della sua immagine. Nella sezione 2.2 è trattato il processo di riduzione dei dati fotometrici, specificando le operazioni svolte a tale fine. Nella sezione 2.3 si descrive la misura dei parametri isofotali, cercando di capire come interpolare al meglio le isofote della galassia con delle ellissi. Nella sezione 2.4 si descrive la decomposizione fotometrica, illustrando le leggi parametriche scelte e il funzionamento dell'algoritmo utilizzato. Alla fine di questa sezione vengono riportati i parametri strutturali della galassia ottenuti dalla decomposizione fotometrica.

Capitolo 3. In questo capitolo si tratta la determinazione della forma intrinseca dello sferoide di una galassia a disco. La sezione 3.1 descrive le considerazioni geometriche alla base del metodo, introducendo i sistemi di riferimento dello sferoide e dell'osservatore e gli angoli caratteristici che ne limitano la forma. Si introducono inoltre degli strumenti statistici, che permettono di conoscere la probabilità che uno sferoide abbia una data ellitticità equatoriale e un determinato schiacciamento intrinseco, combinandole trovando i rapporti assiali intrinseci. Nella sezione 3.2 si discute la natura della forma intrinseca dello sferoide di NGC 1292. Nella sezione 3.3 si propongono le conclusioni finali.

Capitolo 2

Analisi dei dati fotometrici

Si affronta in questo capitolo l'insieme di operazioni da effettuare sull'immagine al fine di svolgere la decomposizione fotometrica. Nella sezione 2.1 si tratta l'acquisizione dei dati fotometrici, descrivendo le modalità di osservazione della galassia NGC 1292 e le proprietà della sua immagine. Nella sezione 2.2 è trattato il processo di riduzione dei dati fotometrici, specificando le operazioni svolte a tale fine. Nella sezione 2.3 si descrive la misura dei parametri isofotali, cercando di capire come interpolare al meglio le isofote della galassia con delle ellissi. Nella sezione 2.4 si descrive la decomposizione fotometrica, illustrando le leggi parametriche scelte e il funzionamento dell'algoritmo utilizzato. Alla fine di questa sezione vengono riportati i parametri strutturali della galassia ottenuti dalla decomposizione fotometrica.

2.1 Acquisizione dei dati fotometrici

L'immagine in banda R della galassia NGC 1292 (figura 1.5) utilizzata in questo lavoro è stata ottenuta da L. Morelli con il telescopio ESO-3.6.m dello European Southern Observatory (ESO) a La Silla, Cile. Il rivelatore utilizzato è il CCD no. 40 Loral/Lesser CCD di 2048×2048 pixel di $15 \times 15 \mu\text{m}$ l'uno. Il guadagno ed il rumore di lettura (RON, dall'inglese *readout noise*) valgono rispettivamente $1.3 e^- \text{ADU}^{-1}$ e $9 e^-$. Il guadagno esprime quanti elettroni corrispondono ad 1 ADU (Analog to Digital Unit), che è l'unità di misura del flusso luminoso di un pixel del rivelatore, tenendo conto di quanti fotoni finiscono in un dato pixel. Il RON esprime una stima riguardante la presenza di segnali casuali dovuti a limiti di costruzione del rivelatore, che introducono un errore nella conversione da e^- ad ADU.

L'osservazione si è svolta il 23 settembre 2003, con l'ESO Faint Object

Spectrograph and Camera 2 (EFOSC2¹), uno strumento in grado di svolgere sia fotometria che spettroscopia a bassa e media risoluzione. La larghezza a metà altezza (FWHM; dall'inglese *Full Width at Half Maximum*) della funzione di allargamento (PSF; dall'inglese *Point Spread Function*) è variata da un valore iniziale di 0.81 arcsec ad uno finale di 0.78 arcsec durante il tempo di esposizione di 60 secondi.

Dopo un ricampionamento di 2×2 pixel l'immagine ha dimensioni di 1024×1024 pixel² ed una scala di 0.32 arcsec pixel⁻¹, dunque un campo di vista pari a circa 5.5×5.5 arcmin². Il file contenente l'immagine è in formato `.fits` (*Flexible Imaging Transporting System*), un formato utile in quanto include, oltre all'immagine, anche informazioni sulla provenienza e sulle modalità di acquisizione.

2.2 Riduzione dei dati fotometrici

La riduzione dell'immagine in banda *R* di NGC 1292 consiste in una serie di operazioni, al fine sia di ricavare informazioni sulle proprietà fotometriche della galassia sia di prepararla per poter eseguire la decomposizione fotometrica della distribuzione di luce della galassia stessa.

Le usuali tecniche di riduzione dell'immagine applicate da [Morelli et al. \(2008\)](#) comprendono:

- Sottrazione del *bias*: ottenuto tramite 10 esposizioni nella notte dell'osservazione, valutando così il livello di soglia del rivelatore.
- Correzione per *flat-field*: necessaria in quanto diversi pixel, a seconda della posizione nel rivelatore, presentano sensibilità diversa tra di loro. Questa operazione è stata svolta in due diversi modi nella notte dell'osservazione, illuminando il rivelatore con una lampada al quarzo e prendendo immagini del cielo al crepuscolo. Entrambe le immagini di *flat* sono state normalizzate, ovvero divise per il valore medio dei conteggi, al fine di analizzare le fluttuazioni percentuali di ogni pixel.
- Sottrazione del cielo: il cui contributo viene calcolato interpolando un polinomio di Legendre, con un grado libero di variare tra 0 e 2, alle regioni in cui non sono risolte sorgenti.
- Correzione per raggi cosmici: individuati comparando diverse esposizioni utilizzando stelle di campo come riferimento. Essendo eventi casuali, non

¹Una descrizione dettagliata dello strumento si può trovare nel sito dell'ESO, all'indirizzo <http://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/instruments/efosc.html>

compaiono più volte nello stesso pixel di immagini diverse e discostano sensibilmente dai valori medi locali ottenuti combinando le diverse osservazioni.

- Calibrazione fotometrica: al fine di trasformare la brillantezza superficiale espressa in ADU fornita dal rivelatore in unità di misura fisiche, precisamente in mag arcsec⁻². Sia I_{ADU} la brillantezza superficiale in ADU e μ quella in mag arcsec⁻², la relazione tra le due è

$$\mu = -2.5 \log I_{\text{ADU}} + Z_{\text{cal}}, \quad (2.1)$$

dove il primo termine è il fattore di conversione da un'unità di misura all'altra, mentre $Z_{\text{cal}} = 25.98 \text{ mag arcsec}^{-2}$ è la costante che calibra la relazione e include la sola correzione per estinzione atmosferica.

Successivamente si procede alla sottrazione del contributo del cielo e alla misura della PSF.

Le operazioni sono svolte tramite l'*Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF²), una collezione di programmi utili alla riduzione di immagini astronomiche, e da programmi scritti nel linguaggio *Interactive Data Language* (IDL³).

2.2.1 Stima e sottrazione del contributo del cielo

La stima del contributo del cielo citata ad inizio sezione, secondo Hyde & Bernardi (2009), può rivelarsi inadeguata nel caso di galassie molto estese riapetto al campo di vista dell'immagine. Si procede allora ad un più preciso procedimento, trovando una correzione al contributo che verrà anch'essa sottratta. Il contributo del cielo si calcola misurando il profilo di brillantezza superficiale della galassia in funzione della distanza dal centro; il valore medio di luminosità ottenuto nelle regioni a grandi raggi, dove il contributo della galassia è ipoteticamente nullo, darà una stima della brillantezza superficiale del cielo.

Per ottenere il profilo radiale di brillantezza superficiale si utilizza la procedura ellipse di IRAF (Jedrzejewski 1987), che necessita di alcuni parametri di partenza. Questi comprendono le coordinate del centro della galassia in pixel, la sua ellitticità e l'angolo di posizione del suo asse maggiore in gradi. Questi

²IRAF viene distribuito dal National Optical Astronomy Observatory (NOAO), gestito dalla Association of Universities for Research in Astronomy (AURA) in accordo con la National Science Foundation (NSF). È disponibile all'indirizzo <http://iraf.noao.edu/>.

³IDL viene distribuito dalla ITT Visual Solution. È disponibile all'indirizzo <http://www.ittvis.com>.

parametri si ricavano sfruttando le potenzialità del visualizzatore d'immagini DS9⁴. Tramite il comando `Region-Shape-Ellipse`, che permette di disegnare un'ellisse sull'immagine, andando a modificare dimensione, posizione, schiacciamento e orientazione, si cerca un'ellisse che riproduca la forma della galassia nel suo insieme. I parametri trovati sono puramente informativi e servono come valori iniziali per `ellipse`.

Prima di misurare il profilo di brillantezza superficiale, va considerata la presenza nell'immagine di sorgenti esterne alla galassia, come ad esempio le stelle di campo o le galassie vicine o di sfondo, per non attribuire al cielo della luce che ha un'altra origine. Si procede allora a mascherare tali sorgenti, sfruttando la procedura `ellipse`. L'operazione si svolge manualmente sull'immagine visualizzata da DS9, creando delle maschere rettangolari, dando il consenso per procedere all'interpolazione delle isofote una volta mascherate tutte le sorgenti esterne. Si fissa inoltre il numero massimo di ellissi con cui si vogliono interpolare le isofote della galassia. Le ellissi vengono definite dalla lunghezza del suo semiasse maggiore espresso in pixel. Due ellissi consecutive distano tra di loro 1 pixel, dunque la lunghezza del semiasse maggiore aumenta in modo lineare andando verso l'esterno. In questo caso si scelgono 600 ellissi (con semiasse maggiore che va da 1 a 600 pixel), un numero molto alto che permette di arrivare a grandi distanze dal centro della galassia, nelle zone limitrofe dell'immagine, dove dovrebbe dominare il contributo del cielo.

Si ottiene ora il profilo di brillantezza superficiale. Si dà il via a procedere ad `ellipse`, si prendono i valori di ellitticità e angolo di posizione delle ellissi nelle zone più esterne e li si impostano come valori iniziali. Si riesegue la procedura impedendo però questa volta ad ellitticità e angolo di posizione di variare tra un'isofota e l'altra. Tramite i dati relativi a quest'ultima interpolazione di `ellipse`, si può ottenere il profilo di brillantezza superficiale, mostrato in figura 2.1.

Nella regione esterna si ha, come previsto, un andamento piatto del profilo radiale di brillantezza superficiale da cui si ricava la correzione al contributo del cielo, mediando valori di brillantezza entro un raggio minimo e massimo arbitrari appartenenti alla regione piatta. L'errore su questo valore si calcola mediando il contributo di dieci aree in cui non sono risolte sorgenti, di 5×5 pixel, tramite il comando `imexamine` di IRAF. Le misure dell'errore sono mostrate in figura 2.1.

Il valore del cielo vale $I_{\text{sky}} = 9.33 \pm 0.38$ ADU. Si è poi proceduto alla sottrazione di questo contributo tramite il comando `imarith`, che va a creare un nuovo file `.fits` in cui si ha l'immagine della galassia sottratta, sulla quale si lavora da qui in avanti.

⁴DS9 È disponibile all'indirizzo <http://ds9.si.edu/site/Home.html>.

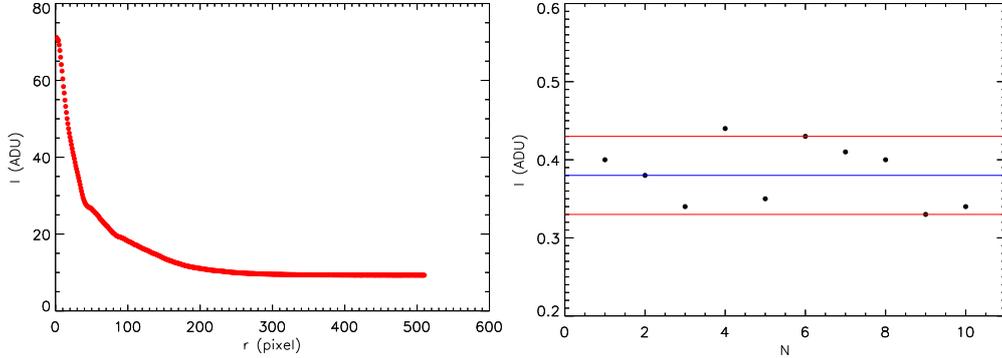


Figura 2.1: Stima del contributo del cielo e del suo errore. *A sinistra:* Profilo radiale di brillantezza superficiale ottenuto fissando ϵ e PA delle ellissi che interpolano le isofote. Sull'asse delle ascisse si ha la distanza dal centro della galassia in pixel, sull'asse delle ordinate la brillantezza superficiale in ADU. Il contributo del cielo si stima mediando il profilo tra 400 e 450 pixel. *A destra:* Stima dell'errore del contributo del cielo. Sull'asse delle ascisse si ha il numero d'ordine delle regioni di cielo misurate, sull'asse delle ordinate si ha l'errore sulla brillantezza superficiale misurata in ADU. La linea blu indica il valore medio degli errori, le linee rosse sono poste ad una distanza dalla nera pari allo scarto quadratico medio.

2.2.2 Misura della funzione di allargamento

La PSF descrive la risposta di un sistema ottico alla luce di una sorgente puntiforme, andando a mostrare come essa si distribuisce sul sensore ottico. Si può considerare la PSF anche come la probabilità che un fotone colpisca un dato punto del sensore.

Il grado di allargamento della distribuzione della luce indica la qualità del sistema ottico e il contributo della turbolenza atmosferica. Si quantifica con la FWHM della PSF. Infatti, i fotoni che finiranno sul rivelatore, attraversano diversi strati di atmosfera, ognuno con diverso indice di rifrazione, vedendo modificata la loro traiettoria e dunque la posizione sulla superficie del rivelatore. Nel caso dell'immagine a nostra disposizione la PSF che meglio riproduce questo andamento è stata valutata essere la funzione di distribuzione di probabilità (PDF, dall'inglese *Probability Distribution Function*) di Moffat (Moffat 1969) secondo cui

$$PSF(x, y) = \frac{\beta - 1}{\pi\alpha^2} \left[1 + \frac{(x - x_0)^2 + (y - y_0)^2}{\alpha^2} \right]^{-\beta}, \quad (2.2)$$

dove (x_0, y_0) sono le coordinate del centro e

$$FWHM = 2\alpha\sqrt{2^{1/\beta} - 1}. \quad (2.3)$$

Normalizzando il massimo della PSF ad uno, si avrà $\text{PSF}(\text{FWHM}) = 1/2$.

Per trovare i parametri β e FWHM si usa il comando `imexamine` di IRAF. Questa volta, invece di considerare aree di cielo vuote, si esaminano cinque stelle di campo non sature. Si mediano i cinque valori di β e FWHM corrispondenti ottenendo $\beta = 3.79 \pm 2.26$ e $\text{FWHM} = 4.83 \pm 0.73$ pixel, in cui l'errore corrisponde allo scarto quadratico medio delle misure. Convertendo in secondi d'arco, si ottiene $\text{FWHM} = 1.55 \pm 0.23$ arcsec.

2.3 Misura dei parametri isofotali

Le isofote rappresentano il luogo dei punti di una galassia con la stessa brillantezza superficiale e cercare di interpolarle fornisce informazioni sulla distribuzione di luce e quindi sulla struttura della galassia.

Si cerca di interpolare le isofote con delle ellissi, tramite la procedura `ellipse` di IRAF, in maniera simile a quanto fatto nella stima del contributo del cielo. Si possono modificare i parametri iniziali utili ad `ellipse`. In questo caso, visto che la sola galassia è elemento di interesse, si limita l'interpolazione a 350 isofote (figura 2.2): partendo dal centro, ogni ellisse avrà un semiasse maggiore lungo da 1 a 350 pixel.

L'ellisse di riferimento viene definita dai seguenti parametri: coordinate del centro ($x_0 = 547.31$ pixel, $y_0 = 487.72$ pixel), ellitticità $\epsilon = 0.5$ e angolo di posizione $PA = 89^\circ$. Da essa la procedura interpola prima le isofote esterne in ordine crescente di semiasse maggiore e poi quelle interne fermandosi all'ellisse con semiasse di 1 pixel che corrisponde all'isofota centrale. I parametri iniziali, a differenza dell'analisi svolta per la stima del contributo del cielo, sono liberi di variare per ogni ellisse, in modo da riprodurre la morfologia della galassia.

Nella maggior parte dei casi le isofote mostrano deviazioni da una perfetta forma ellittica. Tali deviazioni si possono parametrizzare tramite un'analisi di Fourier, cioè sfruttando il fatto che ogni funzione periodica può essere espressa come somma di infinite funzioni seno e coseno. Si considera inizialmente il raggio dell'ellisse che interpola un'isofota in coordinate polari, espresso in funzione dell'angolo ϕ misurato in senso antiorario tra il raggio vettore e il semiasse maggiore

$$R_{\text{ell}}(\phi) = a \sqrt{\frac{1 - e^2}{1 - e^2 \cos^2 \phi}}, \quad (2.4)$$

dove e è l'eccentricità, definita come

$$e = \sqrt{1 - \frac{b^2}{a^2}}, \quad (2.5)$$

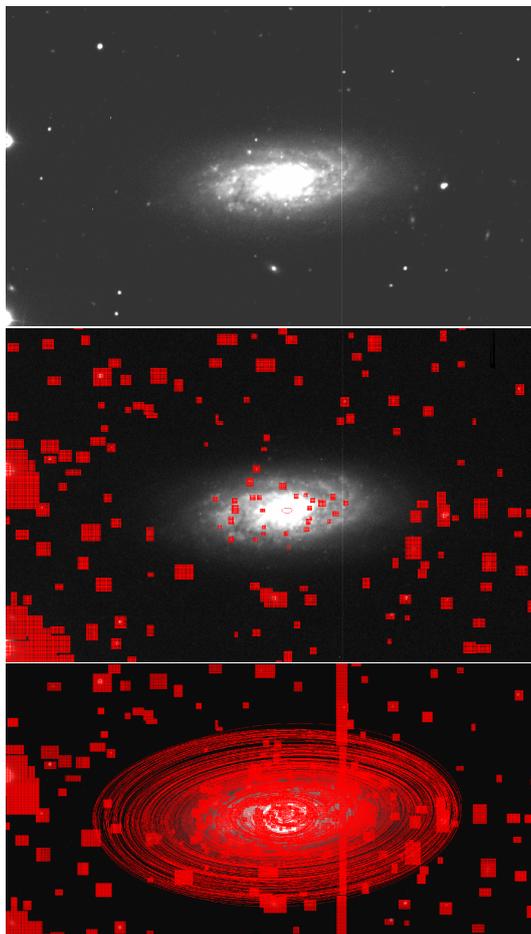


Figura 2.2: *In alto*: immagine di NGC 1292 dopo la sottrazione del contributo del cielo. *Al centro*: maschere applicate alle sorgenti di luce esterne alla galassia. *In basso*: ellissi che interpolano le isofote.

in cui a e b sono i semiassi maggiore e minore dell'ellisse.

La differenza tra il raggio dell'ellisse e quello dell'isofota in funzione di ϕ $\delta(\phi) = R_{\text{ell}}(\phi) - R_{\text{iso}}(\phi)$, essendo combinazione di funzioni periodiche, si può espandere in serie di Fourier ottenendo

$$\delta(\phi) = A_0 + \sum_{n=1}^{\infty} A_n \cos(n\phi) + \sum_{n=1}^{\infty} B_n \sin(n\phi), \quad (2.6)$$

con

$$A_n = \frac{1}{\pi} \int_0^{2\pi} \delta(\phi) \cos(n\phi) d\phi, \quad B_n = \frac{1}{\pi} \int_0^{2\pi} \delta(\phi) \sin(n\phi) d\phi. \quad (2.7)$$

Il coefficiente A_0 rappresenta la differenza media tra i raggi delle ellissi e delle isofote, A_1 la differenza in ascissa tra i centri, B_1 la differenza in ordinata tra i centri, A_2 la differenza in ellitticità e B_2 in angolo di posizione. Nel caso in esame questi cinque coefficienti sono trascurabili, in quanto si sta considerando l'ellisse che meglio approssima l'isofota. Le deviazioni di ordine più basso sono simmetriche rispetto ad entrambi gli assi dell'ellisse e sono descritte dal termine A_4 , che a seconda del segno andrà a definire isofote più allungate o più schiacciate lungo l'asse maggiore.

La procedura `ellipse`⁵ procede a minimizzare i coefficienti. Partendo dall'ellisse di riferimento, considera il più grande tra questi e varia i parametri dell'ellisse in modo da ridurlo, ripetendo l'operazione per il secondo coefficiente più grande. Il processo termina in uno di questi casi: il più grande dei coefficienti è minore di una data frazione della somma quadratica degli scarti di tutti i coefficienti, uno specifico numero di iterazioni è raggiunto oppure un numero maggiore di una data frazione dei punti dell'ellisse non ha dati validi in esso, perchè si trovano oltre i confini dell'immagine o sono stati esclusi dall'interpolazione.

I risultati dell'interpolazione vengono poi analizzati accuratamente per evitare che il programma non restituisca risultati non fisici o erronei. Si esaminano a tale fine i codici di stop di ogni ellisse interpolante. Il codice di stop è un numero che indica per quale motivo il processo d'interpolazione di un'isofota si è fermato⁵. Un'interpolazione si considera valida solo se ha codice di stop pari a 0 o 2.

Al termine del processo `ellipse` restituisce una tabella che riassume i risultati relativi ad ogni isofota, definita dal valore del suo semiasse maggiore. Per ognuna di esse sono riportate informazioni quali intensità mediata nell'area (in ADU), ellitticità, angolo di posizione (in gradi), coefficienti dell'espansione di Fourier e numero di iterazioni effettuate per ottenere tale risultato.

2.4 Decomposizione fotometrica di NGC 1292

La decomposizione fotometrica è un'operazione fondamentale al fine di conoscere la struttura di una galassia. Essa si basa sulla considerazione che la brillantezza superficiale osservata sia data dalla somma dei contributi delle singole componenti della galassia.

Il metodo di decomposizione adottato è di tipo bidimensionale e sfrutta le informazioni fotometriche di tutta l'immagine della galassia. L'algorit-

⁵Il funzionamento di `ellipse` viene spiegato in dettaglio nel sito dello Space Telescope Science Institute, all'indirizzo <http://stsdas.stsci.edu/cgi-bin/gethelp.cgi?ellipse>.

mo utilizzato è *Galaxy Surface Photometry 2-Dimensional Decomposition* (GASP2D; Méndez-Abreu et al. 2008).

NGC 1292 è composta da uno sferoide e un disco. Non si considerano altre componenti addizionali presenti, quali bracci di spirale, anelli ecc. che vengono mascherati con **ellipse**, escludendoli dall'analisi.

Si definisce a tale proposito un sistema di coordinate cartesiane (x, y, z) , con l'asse x parallelo alla direzione dell'ascensione retta, puntando verso ovest, y parallelo alla direzione della declinazione, puntando verso nord, e z parallelo alla linea di vista, puntando verso l'osservatore. Il suo centro (x_0, y_0, z_0) corrisponde al centro della galassia. Ovviamente il piano del cielo sta sul piano (x, y) .

Lo sferoide viene parametrizzato dalla legge di Sérsic (Sérsic 1968)

$$I_b(x, y) = I_e e^{-b_n((r_b(x, y)/r_e)^{1/n} - 1)}, \quad (2.8)$$

dove $r_b(x, y)$ è il raggio dell'isofota relativa allo sferoide, r_e il raggio effettivo, I_e la brillantezza superficiale a r_e e si può scrivere $b_n = 0.868n - 0.142$ (Caon et al. 1993). Un profilo con $n = 4$ corrisponde alla legge $r^{1/4}$ (de Vaucouleurs 1948) solitamente usata per descrivere le galassie ellittiche, mentre con $n = 1$ il profilo corrisponde ad una legge esponenziale, solitamente usata per descrivere le galassie a disco. L'algoritmo considera tutte le isofote dello sferoide come ellissi perfette, con lo stesso centro, lo stesso PA e la stessa ϵ , quantità che possono per il disco. Si può scrivere il raggio di un'isofota dello sferoide come

$$r_b = [(-x - x_0) \sin PA_b + (y - y_0) \cos PA_b]^2 + [(x - x_0) \cos PA_b + (y - y_0) \sin PA_b]^2 / q_b^2]^{1/2}. \quad (2.9)$$

La luminosità totale dello sferoide è pari a

$$B = 2\pi q_b \int_0^\infty I_b(r) r dr = 2\pi I_e r_e^2 n e^{b_n} q_b \frac{\Gamma(2n)}{b_n^{2n}}, \quad (2.10)$$

dove $\Gamma(2n)$ è la funzione gamma completa (Abramowitz & Stegun 1965).

Il disco viene parametrizzato con una generalizzazione della legge esponenziale di Freeman (Freeman 1970)

$$I_d(x, y) = I_0 e^{-r_d(x, y)/h}, \quad (2.11)$$

dove r_d è il raggio dell'isofota relativa al disco, I_0 la brillantezza superficiale centrale e h il raggio di scala del disco, che descrive i tre comportamenti della distribuzione di brillantezza superficiale nella parte più esterna del disco osservati da Erwin et al. (2005) e Pohlen & Trujillo (2006), che dividono i

dischi in tre categorie a seconda del comportamento del profilo radiale di brillantezza superficiale:

- Tipo I: il profilo non vede modificare il suo andamento lungo tutto il disco della galassia.
- Tipo II: il profilo varia il suo andamento piegandosi verso il basso nelle regioni più esterne della galassia, oltre quello che viene chiamato raggio di rottura r_{break} .
- Tipo III: il profilo varia il suo andamento piegandosi verso l'alto nelle regioni più esterne della galassia.

I dischi di tipo I sono meglio descritti da una singola legge esponenziale, come quella di [Freeman \(1970\)](#), mentre i tipi II e III sono meglio descritti da una legge doppia esponenziale. La soluzione più generale, che comprende tutti e tre i casi, è

$$I_d(x, y) = I_0 \left[e^{-\frac{r_d(x, y)}{h}} \zeta + e^{-\frac{r_{\text{break}}(h_{\text{out}} - h)}{h_{\text{out}} h}} e^{-\frac{r_d(x, y)}{h_{\text{out}}}} (1 - \zeta) \right], \quad (2.12)$$

dove $\zeta = 1$ se $r_d < r_{\text{break}}$ e $\zeta = 0$ se $r_d > r_{\text{break}}$ e la quantità h_{out} indica il raggio di scala della parte esterna del disco. Questa descrizione del cambio di pendenza della brillantezza superficiale nei dischi esponenziali è utile a minimizzare il numero dei parametri liberi coinvolti nel processo di interpolazione, preferendola a funzioni più elaborate ([Erwin 2015](#)). Il raggio di un'isofota del disco lo si calcola analogamente a quanto fatto per lo sferoide, essendo questa centrata in (x_0, y_0) e considerando i parametri isofotali del disco PA_d e q_d , si ottiene

$$r_d = [(-(x - x_0) \sin PA_d + (y - y_0) \cos PA_d)^2 + ((x - x_0) \cos PA_d + (y - y_0) \sin PA_d)^2 / q_d^2]^{1/2}. \quad (2.13)$$

La luminosità del disco è data da

$$D = 2\pi q_d \int_0^\infty I_d(r) r dr = 2\pi I_0 h^2 q_d \left(1 + e^{r_{\text{break}} \left(\frac{1}{h_{\text{out}}} - \frac{1}{h} \right)} \right). \quad (2.14)$$

Confrontando le due equazioni (2.10) e (2.15) si può trovare il rapporto B/D :

$$\frac{B}{D} = \frac{I_e n e^{b_n} \Gamma(2\pi)}{I_0 b_n^{2n} \left(1 + e^{r_{\text{break}} \left(\frac{1}{h_{\text{out}}} - \frac{1}{h} \right)} \right)} \left(\frac{q_b}{q_d} \right) \left(\frac{r_e}{h} \right)^2. \quad (2.15)$$

Come spiegato nella sezione 2.3, attraverso `ellipse` è possibile ottenere una tabella con i principali valori identificativi di ogni isofota. Dalla tabella si possono ricavare i profili radiali di brillantezza superficiale, ellitticità e angolo di posizione lungo il solo asse maggiore.

GASP2D procede attraverso una decomposizione fotometrica monodimensionale. Si interpola inizialmente al profilo radiale di brillantezza superficiale mediato sulle isofote una legge esponenziale a grandi distanze dal centro, dove il contributo del disco domina la distribuzione di luce. Da questa operazione si ricavano le stime iniziali per la decomposizione bidimensionale di brillantezza superficiale centrale I_0 e di lunghezza di scala h .

La distribuzione di luce rimanente, una volta sottratto il profilo esponenziale, viene attribuita allo sferoide. Questa viene interpolata con la legge di Sérsic fissando diversi valori di n tra 0.5 e 6. La migliore interpolazione fornisce i valori iniziali dei parametri I_e , r_e e n adottati nella decomposizione bidimensionale.

Servono infine i valori iniziali di ϵ e PA relativi allo sferoide e al disco. Presi rispettivi profili radiali, i parametri del disco si stimano mediando i profili nelle regioni più esterne, mentre i parametri dello sferoide sono stimati valutando il profilo al raggio efficace.

Per derivare le coordinate del centro (x_0, y_0) , i parametri dello sferoide (I_e , r_e , n , PA_b , q_b) e del disco (I_0 , h , PA_d , q_d), GASP2D esegue iterativamente un'interpolazione di un modello con brillantezza superficiale $I_m(x, y) = I_b(x, y) + I_d(x, y)$ con l'immagine della galassia tramite un metodo di minimizzazione dei quadrati non-lineare (Press et al. 1996). L'algoritmo si basa sul un metodo di Levenberg-Marquardt (Moré et al. 1980).

In ogni pixel, definito da coordinate nel piano (x, y) , viene comparata l'intensità misurata della galassia in ADU $I_g(x, y)$ con quella prevista dal modello con cui si esegue l'interpolazione, $I_m(x, y)$, tenendo anche conto del contributo del cielo nell'immagine e del RON.

La funzione di merito χ^2 da minimizzare si può scrivere come

$$\chi^2 = \sum_{x=1}^N \sum_{y=1}^M \frac{[I_m(x, y) - I_g(x, y)]^2}{I_g(x, y) + I_{\text{sky}}(x, y) + RON^2} \quad (2.16)$$

dove N e M sono le dimensioni in pixel dell'immagine esaminata, di area $N \times M$.

L'immagine della sorgente è data dalla sovrapposizione di tutti i fotoni ricevuti durante il tempo di posa. Nelle zone centrali della galassia la PSF ha un contributo più significativo, in quanto il profilo di brillantezza è più ripido, andando ad intaccare i valori dei parametri della legge di Sérsic (Trujillo et al. 2001). L'effetto viene valutato ad ogni interazione effettuando una

convoluzione del modello con una PSF gaussiana circolare bidimensionale prima del calcolo del χ^2 . La convoluzione si può svolgere nel dominio di Fourier usando l'algoritmo *Fast Fourier Transform* (FFT; [Press et al. 1996](#)). Il codice permette anche di utilizzare una PSF moffattiana per riprodurre la PSF, come fatto in questo lavoro.

Un modello convergente viene raggiunto quando il χ^2 ha un minimo e la differenza tra i suoi valori nelle varie iterazioni è minore di 10^{-7} . Il modello di distribuzione della brillantezza superficiale della galassia viene costruito utilizzando i parametri interpolati. Viene poi convoluto con la PSF adottata e sottratto all'immagine osservata per ottenere un'immagine con i residui. Per ottenere un risultato più preciso, dopo la prima iterazione l'algoritmo ne svolge una seconda e una terza. In queste iterazioni, tutti i pixel dell'immagine residua con un'intensità superiore ad un definito valore vengono scartati, dopodichè viene ripetuta l'iterazione prendendo come parametri iniziali i risultati ottenuti nel precedente calcolo. Questo procedimento risulta utile quando la galassia ospita strutture luminose prominenti, come nel caso di NGC 1292 sono i bracci di spirale. Dopo tre iterazioni l'algoritmo converge e fornisce i parametri cercati.

La decomposizione fotometrica bidimensionale fornisce per lo sferoide i seguenti valori dei parametri

$$\begin{aligned} \mu_e &= 23.84 \pm 0.08 \text{ mag arcsec}^{-2} & r_e &= 16.72 \pm 0.04 \text{ arcsec} \\ n &= 1.28 \pm 0.01 & q_b &= 0.740 \pm 0.003 & PA_b &= 98.9^\circ \pm 0.5^\circ, \end{aligned}$$

mentre per il disco

$$\begin{aligned} \mu_0 &= 22.1 \pm 0.3 \text{ mag arcsec}^{-2} & h &= 73.88 \pm 0.08 \text{ arcsec} \\ q_d &= 0.429 \pm 0.002 & PA_d &= 93.96^\circ \pm 0.2^\circ. \end{aligned}$$

Gli errori formali ottenuti dalla procedura di minimizzazione di χ^2 non sono solitamente rappresentativi degli errori reali dei parametri strutturali ([Méndez-Abreu et al. 2008](#)). Si stimano dunque gli errori analizzando un campione di galassie artificiali costruite attraverso una serie di simulazioni di Monte Carlo, al fine di testare la qualità dei parametri che meglio interpolano e capire se sono affetti da errori sistematici ([Costantin et al. 2017](#)).

I parametri che contraddistinguono le galassie artificiali vengono scelti analizzando il campione di galassie vicine a disco di [Gadotti \(2009\)](#). Dal campione sono state escluse le galassie barrate, quelle di tipi troppo avanzati e quelle con magnitudine fuori dall'intervallo $10 < m_i < 14$ mag, dove m_i è

la magnitudine apparente in banda i della *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS). Le galassie rimanenti sono state analizzate trovando la distribuzione dei parametri strutturali e le loro correlazioni. I parametri relativi alle galassie artificiali sono stati generati tenendo conto di queste correlazioni.

Costantin et al. (2017) assumono per le galassie artificiali una distanza di 69 Mpc. La scala viene scelta pari a $0.396 \text{ arcsec pixel}^{-1}$, il guadagno è $6.6 e^- \text{ ADU}^{-1}$, il RON = $16.4 e^-$ e la dimensione delle immagini simulate è $400 \times 400 \text{ pixel}^2$. Si analizzano le immagini delle galassie artificiali con GASP2D come se fossero immagini reali, impostando come parametri iniziali quelli precedentemente generati. Si stimano allora gli errori comparandoli con i parametri restituiti dall'algoritmo. Gli errori per le quantità I_e , r_e , n , I_0 e h sono relativi, mentre per le quantità q_b , PA_b , q_d , PA_d gli errori sono assoluti. Per ogni parametro sono forniti i valori degli errori sistematici e statistici, dunque l'errore finale sarà dato da $\sigma = \sqrt{\sigma_{\text{sist}}^2 + \sigma_{\text{stat}}^2}$.

Non essendo disponibile una misura della magnitudine di NGC 1292 in questa banda, si provvede allora a darne una stima tramite le formule di conversione fornite da Lupton⁶, si sfruttano i valori realmente misurati delle magnitudini in banda R e I , ottenendo $m_i = 12.41 \text{ mag}$. Considerando le galassie artificiali con magnitudine compresa tra $12 < m_i < 13 \text{ mag}$, si associano gli errori stimati ai parametri strutturali ottenuti dalla decomposizione fotometrica.

⁶Le formule di conversione sono consultabili all'indirizzo <http://classic.sdss.org/dr4/algorithms/sdssUBVRITransform.html>

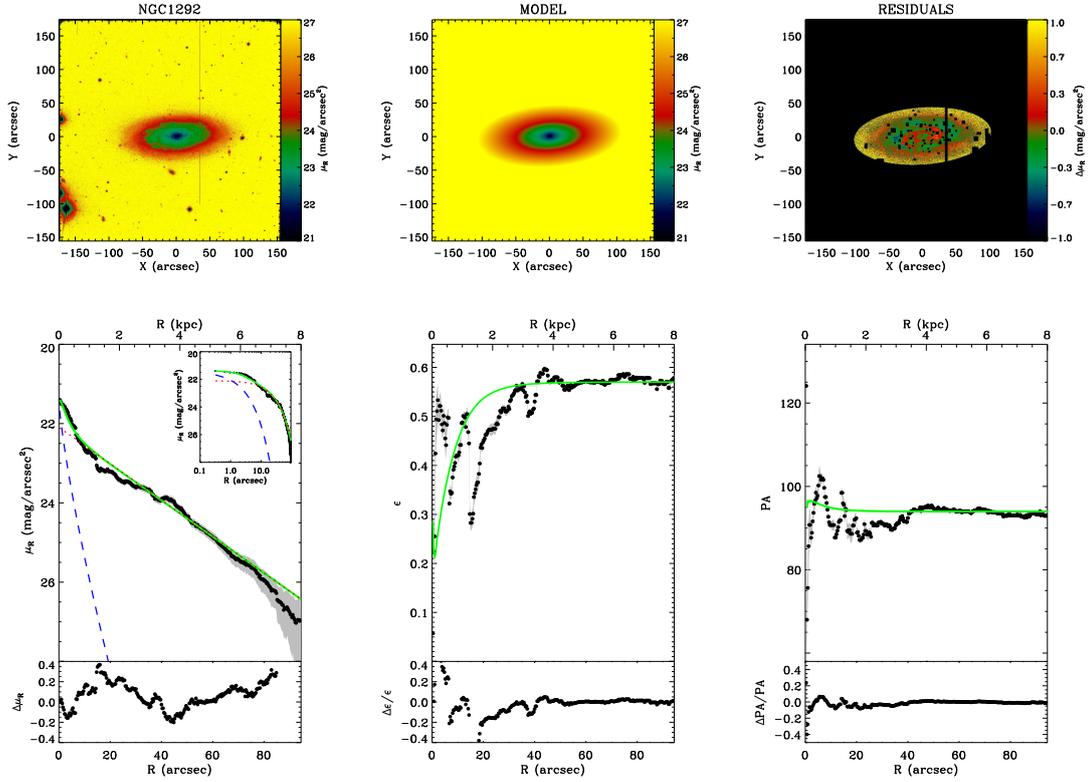


Figura 2.3: Decomposizione fotometrica bidimensionale dell'immagine in banda R della galassia NGC 1292 ottenuta da GASP2D. I riquadri in alto (da sinistra a destra) mostrano la mappa della distribuzione di brillantezza superficiale osservata, modellata e residua (osservato–modello). Il campo di vista è orientato con il nord rivolto verso l'alto e l'est verso sinistra. Le aree nere nell'immagine dei residui corrispondono ai pixel esclusi dall'interpolazione. I riquadri in basso (da sinistra verso destra) mostrano il profilo radiale di brillantezza superficiale della galassia mediato sulle isofote ellittiche, ellitticità e angolo di posizione. Vengono mostrati i dati misurati (punti neri con le barre d'errore grigie), il modello che tiene conto della PSF tramite la convoluzione (linea continua verde) e, nel riquadro sottostante, la loro corrispondente differenza. I profili radiali intrinseci di brillantezza superficiale dei componenti sferoide (linea tratteggiata blu) e disco (linea puntinata rossa) che meglio interpolano le singole componenti sono mostrati sia in scala lineare che logaritmica in funzione della distanza dal centro della galassia.

Capitolo 3

Forma intrinseca dello sferoide

In questo capitolo si tratta la determinazione della forma intrinseca dello sferoide di una galassia a disco. La sezione 3.1 descrive le considerazioni geometriche alla base del metodo, introducendo i sistemi di riferimento dello sferoide e dell'osservatore e gli angoli caratteristici che ne limitano la forma. Si introducono inoltre degli strumenti statistici, che permettono di conoscere la probabilità che uno sferoide abbia una data ellitticità equatoriale e un determinato schiacciamento intrinseco, combinandole trovando i rapporti assiali intrinseci. Nella sezione 3.2 si discute la natura della forma intrinseca dello sferoide di NGC 1292. Nella sezione 3.3 si propongono le conclusioni finali.

3.1 Determinazione dei rapporti assiali intrinseci di uno sferoide

Il metodo geometrico presentato in questa sezione è quello proposto da [Méndez-Abreu et al. \(2010\)](#). Il metodo ipotizza che la galassia sia costituita da uno sferoide, rappresentato da un ellissoide triassiale, e da un disco, rappresentato da uno sferoide oblatto molto schiacciato e al limite infinitamente sottile. Le due componenti si assume condividano lo stesso centro e lo stesso asse polare. Da queste considerazioni si possono derivare relazioni analitiche tra l'ellisse proiettata sul piano del cielo dallo sferoide e la sua forma intrinseca di quest'ultimo.

3.1.1 Considerazioni geometriche iniziali

Sia (x, y, z) un sistema di riferimento cartesiano, con origine nel centro della galassia, dove x e y sono assi paralleli ai principali assi equatoriali dello

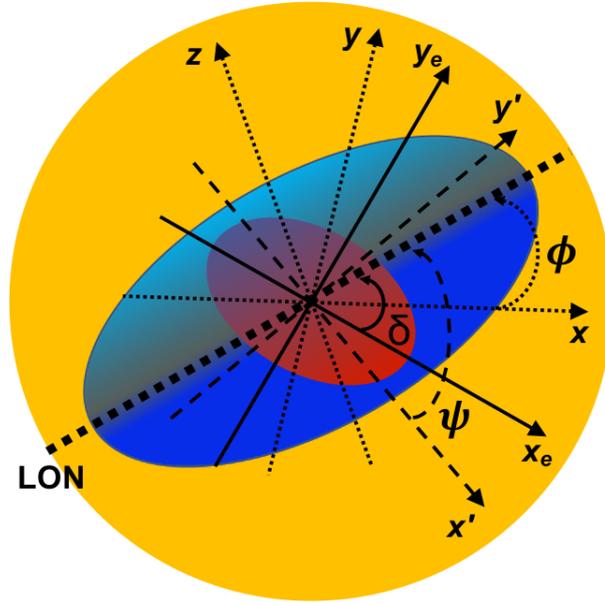


Figura 3.1: Vista schematica tridimensionale di una galassia con uno sferoide triassiale e un disco infinitamente sottile. Lo sferoide è mostrato come se fosse visto lungo la LOS dall'osservatore. Lo sferoide, il piano del disco e il piano del cielo sono raffigurati rispettivamente in rosso, blu e arancione. Il sistema di riferimento della galassia (x, y, z) e dell'osservatore (x', y', z') , come anche la LON, sono raffigurati rispettivamente con linee sottili tratteggiate, linee sottili a punti e una linea spessa a punti. Gli assi di simmetria (x_e, y_e) dello sferoide sul piano del cielo sono rappresentati da linee continue solide. Immagine tratta da [Costantin et al. \(2017\)](#).

sferoide e z è l'asse polare. Si chiamino A , B e C le lunghezze dei semiassi dell'ellissoide lungo rispettivamente gli assi x , y e z ; l'equazione dello sferoide, in tale sistema di riferimento, è

$$\frac{x^2}{A^2} + \frac{y^2}{B^2} + \frac{z^2}{C^2} = 1 \quad (3.1)$$

Si consideri ora un altro sistema di riferimento (x', y', z') , con origine nel centro galattico e con l'asse z' parallelo alla linea di vista (LOS, dall'inglese *Line of Sight*) che punta verso la galassia. Dunque il piano del cielo si trova nel piano (x', y') . La proiezione dello sferoide su tale piano è un'ellisse, il cui asse maggiore corrisponde alla linea dei nodi (LON, dall'inglese *Line of Nodes*), identificata come l'intersezione tra i piani (x, y) e (x', y') . L'angolo tra z e z' rappresenta l'inclinazione dello sferoide ed è indicato con θ . Esso si deriva

dalle proprietà fotometriche del disco, in particolare dal suo schiacciamento apparente, come $\theta = \arccos q_d$. Si definiscono inoltre gli angoli ϕ tra l'asse x e la LON e ψ tra l'asse x' e la LON, che permettono tramite rotazioni di passare da un sistema di riferimento all'altro. Essendo nota la posizione della LON, si può scegliere un sistema di riferimento tale che $\psi = 0$. Tramite opportune rotazioni si può trovare l'equazione dell'ellissoide nel riferimento dell'osservatore, da cui si arriva alla proiezione sul piano del cielo (Simonneau et al. 1998). I sistemi di riferimento e gli angoli introdotti vengono mostrati in figura 3.1. L'ellisse proiettata ha equazione

$$\frac{x_e^2}{a^2} + \frac{y_e^2}{b^2} = 1 \quad (3.2)$$

dove x_e e y_e sono gli assi di simmetria e a e b i semiassi maggiore e minore. Da qui si ricava l'ellitticità, come $\epsilon = 1 - b/a$, e si introduce inoltre l'angolo δ tra x_e e la LON corrispondente all'asse x' del piano del cielo. Si sceglie sempre $0 \leq \delta \leq \pi/2$, così che a possa essere sia il semiasse maggiore sia il semiasse minore. Nel caso di NGC 1292 a è il semiasse maggiore, dunque b il semiasse minore.

Seguendo Simonneau et al. (1998), si conoscono le relazioni tra valori dell'ellisse e valori dello sferoide

$$a^2 b^2 = A^2 B^2 \sin^2 \theta \cos^2 \phi + B^2 C^2 \sin^2 \theta \sin^2 \phi + A^2 B^2 \cos^2 \theta; \quad (3.3)$$

$$a^2 + b^2 = A^2 (\cos^2 \phi + \cos^2 \theta \sin^2 \phi) + B^2 (\sin^2 \phi + \cos^2 \theta \cos^2 \phi) + C^2 \sin^2 \theta; \quad (3.4)$$

$$\tan 2\delta = \frac{(B^2 - A^2) \cos \theta \sin 2\phi}{A^2 (\cos^2 \theta \sin^2 \phi - \cos^2 \phi) + B^2 (\cos^2 \theta \cos^2 \phi - \sin^2 \phi) + C^2 \sin^2 \theta}. \quad (3.5)$$

Si sono così espressi i valori osservati dell'ellisse rispetto a quelli intrinseci dell'ellissoide. Si può anche svolgere il processo inverso, effettuando dunque una deproiezione.

Si definisce

$$K^2 = \frac{a^2 + b^2}{2} (1 + e \cos 2\delta) = \frac{A^2 + B^2}{2} (1 + E \cos 2\phi) \quad (3.6)$$

in cui

$$e = \frac{a^2 - b^2}{a^2 + b^2} \quad (3.7)$$

$$E = \frac{A^2 - B^2}{A^2 + B^2}. \quad (3.8)$$

In questo modo si arriva alle seguenti relazioni per i semiassi

$$A^2 = K^2 \left(1 + \frac{e \sin 2\delta}{1 + e \cos 2\delta} \frac{\tan \phi}{\cos \theta} \right) \quad (3.9)$$

$$B^2 = K^2 \left(1 - \frac{e \sin 2\delta}{1 + e \cos 2\delta} \frac{\cot \phi}{\cos \theta} \right) \quad (3.10)$$

$$C^2 = K^2 \left(1 - \frac{2e \cos 2\delta}{\sin^2 \theta (1 + e \cos 2\delta)} + \frac{2e \cos 2\theta \sin 2\delta}{\sin^2 \theta (1 + e \cos 2\delta)} \cot 2\phi \right). \quad (3.11)$$

I valori a , b , δ e θ sono misurabili direttamente tramite osservazioni. Si può allora stimare il valore e per NGC 1292 grazie ai parametri ottenuti dalla decomposizione fotometrica, ottenendo $e = 0.23$. La relazione tra valori intrinseci e proiettati dipende da ϕ , cioè dalla posizione spaziale dello sferoide, che risulta essere l'unica incognita del problema. L'analisi statistica affrontata nelle prossime sezioni vedrà come protagonista appunto la variabile ϕ .

3.1.2 Angoli caratteristici

Vi sono limiti fisici ai valori che ϕ può assumere, come ad esempio la lunghezza dei tre semiassi dell'ellissoide che deve essere positiva (Simonneau et al. 1998). Per questo si definiscono degli angoli caratteristici che vincolano l'intervallo possibile. La trattazione varia a seconda di quale si consideri semiasse maggiore tra a e b ; in questo caso si considera $a > b$. Dunque si ha $e > 0$, $A > B$ e $A^2 > K^2 > 0$. Invece, B^2 e C^2 variano segno a seconda del valore di ϕ . B^2 è positivo solo se $\phi > \phi_B$, con quest'ultimo definito ponendo $B^2 = 0$

$$\tan \phi_B = \frac{e \sin 2\delta}{\cos \theta (1 + e \cos 2\delta)}, \quad (3.12)$$

mentre C^2 è positivo se $\phi < \phi_C$, con quest'ultimo definito come il precedente ponendo $C^2 = 0$

$$\tan 2\phi_C = \frac{2e \sin 2\delta \cos \theta}{e \cos 2\delta (1 + \cos^2 \theta) - \sin^2 \theta}. \quad (3.13)$$

Dunque i valori che ϕ può assumere sono compresi tra $\phi_B < \phi < \phi_C$. Per NGC 1292 si trovano i valori $\phi_B = 4.6^\circ$ e $\phi_C = 46.5^\circ$.

3.1.3 Ellitticità equatoriale degli sferoidi

L'ellitticità equatoriale dello sferoide è definita dal rapporto assiale B/A . Per comodità la si ridefinisce come $Z = B^2/A^2$, che dalle equazioni 3.9 e 3.10 si può scrivere come

$$Z = \frac{\tan(\phi - \phi_B)}{\tan \phi} = 1 - \frac{2 \sin \phi_B}{\sin \phi_B + \sin(2\phi - \phi_B)}. \quad (3.14)$$

Si annulla per $\phi = \phi_B$. Sapendo che $\phi_B < \phi < \phi_C$, per $\phi = \phi_C$ si ha il valore limite $Z_C = Z(\phi_C)$. Il massimo della funzione $Z(\phi)$ viene raggiunto quando

$$Z_M = \frac{1 - \sin \phi_B}{1 + \sin \phi_B} \quad (3.15)$$

che corrisponde a

$$\phi_M = \frac{\pi}{4} + \frac{\phi_B}{2}. \quad (3.16)$$

Non sempre però questo valore è fisicamente possibile, essendo che $\phi_B < \phi_M < \phi_C$, se $\phi_M > \phi_C$ allora il massimo sarà Z_C e non Z_M . In questo caso la funzione cresce in maniera monotona da $Z(\phi_B) = 0$ a Z_C , invece che crescere fino al massimo per poi decrescere fino a Z_C .

Per ottenere la probabilità $P(Z)$ di un dato Z occorre considerare il fatto che ϕ può variare da ϕ_B a ϕ_C , con probabilità data da

$$P(\phi) = \frac{1}{\phi_B - \phi_C}. \quad (3.17)$$

La probabilità cercata sarà allora

$$P(Z) = \sum P(\phi) |d\phi/dZ|. \quad (3.18)$$

Si ha per NGC 1292 $\phi_M = 47.3^\circ$, dunque $\phi_C < \phi_M$. Allora Z cresce in maniera monotona da da $Z(\phi_B) = 0$ a Z_C , e ad ogni valore di Z in questo intervallo corrisponde un solo valore di ϕ . Secondo [Méndez-Abreu et al. \(2014\)](#) la probabilità $P(Z)$ vale

$$P(Z) = \frac{1}{\phi_C - \phi_B} \frac{\sin \phi_B}{(1 - Z) \sqrt{(1 - Z)^2 - \sin^2 \phi_B (1 + Z)^2}}, \quad (3.19)$$

che cresce in modo monotono da

$$P(0) = \frac{1}{\phi_C - \phi_B \tan \phi_B} \quad (3.20)$$

fino al massimo

$$P(\phi_C) = \frac{1}{\phi_C - \phi_B} \frac{1}{4} \frac{[\sin \phi_B + \sin(2\phi_C - \phi_B)]^2}{\sin \phi_B \cos(2\phi_C - \phi_B)}. \quad (3.21)$$

3.1.4 Schiacciamento intrinseco degli sferoidi

Si definisce lo schiacciamento intrinseco come

$$F(\phi) = \frac{C^2}{R^2} = \frac{2C^2}{A^2 + B^2} \quad (3.22)$$

dove C è la lunghezza del semiasse polare e $R^2 = (A^2 + B^2)/2$ la lunghezza media del raggio equatoriale.

Si può riscrivere l'equazione (3.23) nella forma

$$F(\phi) = F_\theta \frac{\sin \phi_B \sin(2\phi_C - 2\phi)}{\sin 2\phi_C \sin(2\phi - \phi_B)}, \quad (3.23)$$

dove

$$F_\theta = \frac{2 \cos^2 \theta}{\sin^2 \theta} \quad (3.24)$$

tiene conto degli effetti dell'inclinazione. Si nota come $dF(\phi)/d\phi < 0$, dunque la funzione decresce in modo monotono al crescere di ϕ ed ha un massimo in $\phi = \phi_B$ dato da

$$F_M = \frac{F_\theta \sin(\phi_C - \phi_B)}{\sin 2\phi_C}, \quad (3.25)$$

mentre vale zero se $\phi = \phi_C$. Se $F_M < 1$ gli ellissoidi saranno completamente o parzialmente oblati, mentre se $F_M > 1$ gli ellissoidi saranno prolati, parzialmente o completamente.

Si cerca ora la probabilità $P(F)$ che uno sferoide abbia uno schiacciamento F . Essendo la funzione monotona, ovvero ogni suo valore corrisponde ad uno ed uno solo ϕ , la probabilità $P(F)$ è uguale a $P(\phi)$. Si definisce la funzione di probabilità

$$P(F) = \frac{k_0}{A_0 F^2 + B_0 F + C_0} \quad (3.26)$$

in cui

$$k_0 = \frac{\cos^2 \theta \sin(2\phi_C - \phi_B)}{\sin^2 \theta (\phi_C - \phi_B) \sin 2\phi_C \sin \phi_B} \quad (3.27)$$

$$A_0 = \frac{1}{\sin^2 \phi_B} \quad (3.28)$$

$$B_0 = \frac{4 \cos^2 \theta \cos(\phi_C - \phi_B)}{\sin^2 \theta \sin 2\phi_C \sin \phi_B} \quad (3.29)$$

$$C_0 = \frac{4 \cos^4 \theta}{\sin^4 \theta \sin^2 2\phi_C} \quad (3.30)$$

dove k_0 , A_0 e C_0 sono sempre positive, mentre $B_0 > 0$ se $2\phi_C - \phi_B < \pi/2$, ovvero se $\phi_C < \phi_M$, e $B_0 < 0$ se $2\phi_C - \phi_B > \pi/2$, ovvero $\phi_C > \phi_M$. Nel caso in esame si ha $B > 0$, a cui corrisponde una PDF con un massimo a $F = 0$ e decrescente al crescere di F . Tutte le quantità introdotte dipendono esclusivamente, in maniera diretta o indiretta, da parametri ottenibili tramite osservazioni.

3.1.5 Forma intrinseca degli sferoidi

Ciò che è stato svolto nelle sezioni 3.1.3 e 3.1.4, cioè trovare le PDF di ellitticità equatoriale e di schiacciamento intrinseco è frutto di analisi statistiche tra loro indipendenti. Tuttavia è possibile trovare una relazione tra $P(Z)$ e $P(F)$. Si possono correlare E e $F(\phi)$ dalle equazioni (3.8) e (3.19):

$$\sqrt{E^2 - \sin^2 \phi_B} = \frac{\frac{F}{F_\theta} \sin 2\phi_C + \sin \phi_B \cos(2\phi_C - \phi_B)}{\sin(2\phi_C - \phi_B)}. \quad (3.31)$$

Riscrivendo l'equazione (3.27) in funzione dei rapporti assiali B/A e C/A si ottiene:

$$\begin{aligned} \frac{2 \sin 2\phi_C}{F_\theta} \frac{C^2}{A^2} = \sin(2\phi_C - \phi_B) \sqrt{\left(1 - \frac{B^2}{A^2}\right)^2 - \sin^2 \phi_B \left(1 + \frac{B^2}{A^2}\right)^2} \\ - \sin \phi_B \cos(2\phi_C - \phi_B) \left(1 + \frac{B^2}{A^2}\right)^2. \end{aligned} \quad (3.32)$$

Essendo che B/A e C/A sono funzioni della stessa variabile ϕ , le probabilità dei due rapporti assiali si equivalgono e quindi $P(C/A) = P(B/A) = P(\phi)$.

Tramite queste considerazioni, una volta ottenuta la probabilità $P(B/A)$ si può arrivare al valore di B/A corrispondente. Dunque, con l'equazione (3.32), si associa ad ogni B/A un valore di C/A , che avrà una probabilità $P(C/A) = P(B/A)$. Si trova così l'intervallo dei possibili valori degli schiacciamenti intrinseci, limitando la sua forma intrinseca più probabile.

3.2 Misura della forma intrinseca dello sferoide di NGC 1292

La forma intrinseca dello sferoide della galassia NGC 1292 si ottiene effettuando, tramite un algoritmo scritto in linguaggio IDL, simulazioni Monte Carlo. Vengono utilizzati i risultati della decomposizione fotometrica come parametri

iniziali delle simulazioni, considerando le incertezze di misura nel processo di generazione. Vengono generate 2000 configurazioni di ellitticità e angolo di posizione di sferoide e disco. Per ogni configurazione l'algoritmo calcola la distribuzione di probabilità dei rapporti assiali B/A e C/A generando valori casuali di ϕ compresi tra ϕ_B e ϕ_C . Per ogni valore di ϕ , si ottiene la probabilità $P(B/A)$ corrispondente. Attraverso l'equazione (3.32) è possibile associare un valore di C/A ad ogni valore di B/A , caratterizzando totalmente la forma tridimensionale dello sferoide.

La figura 3.2 mostra la distribuzione di probabilità dei rapporti assiali B/A e C/A . Seguendo Costantin et al. (2017), considerate le incertezze $\sigma_{B/A} = 0.15$ e $\sigma_{C/A} = 0.25$, è possibile definire 5 regioni nel piano $(B/A, C/A)$. Si considerano come sferoidi oblati quelli che hanno $B/A > 0.85$ e $C/A < B/A - 0.25$ (oblati sul piano di simmetria della galassia) oppure $B/A < 0.85$ e $0.75 < C/A < 1.25$ (oblati fuori dal piano di simmetria della galassia), come sferoidi prolati quelli che hanno $B/A < 0.85$ e $B/A - 0.25 < C/A < B/A + 0.25$ (prolati sul piano di simmetria della galassia) oppure $B/A > 0.85$ e $C/A > B/A + 0.25$ (prolati fuori dal piano di simmetria della galassia), come sferici quelli che hanno $B/A > 0.85$ e $B/A - 0.25 < C/A < B/A + 0.25$ e come triassiali quelli che non rispettano nessuna di queste condizioni (Costantin et al. 2017).

3.3 Conclusioni

La galassia a spirale NGC 1292 è una buona candidata ad ospitare uno sferoide a disco secondo i criteri stabiliti da Fisher & Drory (2016). Infatti Morelli et al. (2008) hanno trovato che lo sferoide ha un indice di Sérsic $n = 0.52 \pm 0.01$ e uno schiacciamento apparente $q_b = 0.57 \pm 0.01$ simile a quello del disco q_d . Il valore misurato di $V/\sigma = 1.3 \pm 0.7$ per $\epsilon_b = 1 - q_b$ si trova al di sopra di quello predetto per uno sferoide oblatato della stessa ellitticità $(V/\sigma)_{obl} \simeq 0.8$. Inoltre lo sferoide di NGC 1292 non è consistente con la relazione di Faber-Jackson in banda R di Forbes & Ponman (1999, $L \propto \sigma^{3.92}$) essendo caratterizzata da una più bassa dispersione di velocità centrale $\sigma_0 = 31.7 \pm 3.4 \text{ km s}^{-1}$ rispetto alle galassie ellittiche di eguale luminosità. Le proprietà delle popolazioni stellari studiate da Morelli et al. (2008) pongono ulteriori vincoli sulla natura e sul processo di formazione dello sferoide. Gli indici di Lick valgono $Mgb = 1.61 \pm 0.46 \text{ \AA}$ e $\langle Fe \rangle = 1.63 \pm 0.61 \text{ \AA}$ e lo sferoide è costituito da stelle di età intorno a 3 Gyr con un basso contenuto di metalli $[Z/H] = -0.7 \text{ dex}$ e un basso rapporto $[\alpha/Fe] = -0.12 \text{ dex}$ indicativo di una storia di formazione prolungata. Queste proprietà sono

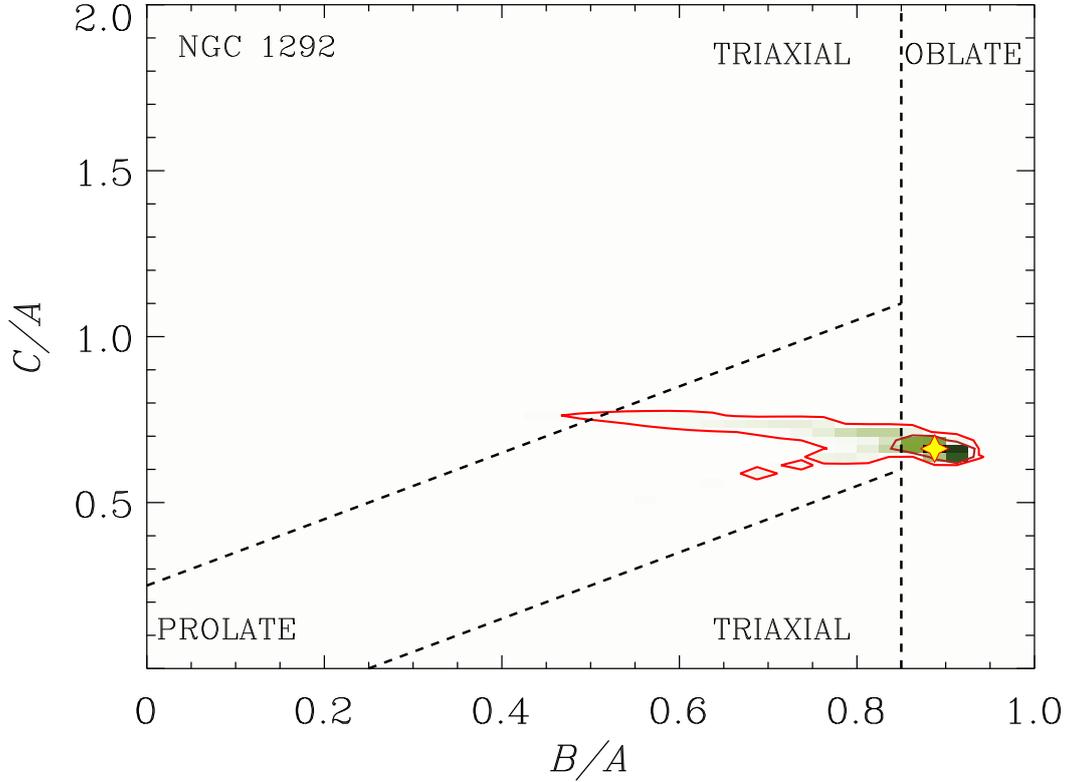


Figura 3.2: Distribuzione dei rapporti assiali B/A e C/A relativi allo sferoide della galassia NGC 1292. La stella definisce il punto in cui si incontrano i due valori di mediana con le relative incertezze lungo gli assi mostrate nelle equazioni (3.33). I contorni delimitati dalle linee rosse continue racchiudono rispettivamente il 68.3% ed il 95.4% dei parametri $(B/A, C/A)$ ottenuti dalla simulazione.

compatibili con l'ipotesi di uno sferoide a disco. Inoltre la presenza di righe di emissione nello spettro suggerisce che la formazione stellare è ancora in corso.

Lo studio della forma intrinseca dello sferoide svolto in questa tesi permette di ottenere i seguenti risultati per le mediane dei rapporti assiali intrinseci:

$$B/A = 0.88^{+0.03}_{-0.02} \quad C/A = 0.66 \pm 0.03 \quad (3.33)$$

consistenti con uno sferoide oblato paragonabile ad una E3. Lo schiacciamento C/A non è consistente con $(C/A)_d = 0.28^{+0.02}_{-0.03}$ trovato da (Rodríguez & Padilla 2013) per i dischi delle galassie a spirale della SDSS.

Questo significa che i criteri di (Fisher & Drory 2016) non sono sufficienti per discriminare gli sferoidi a disco, che pure sono stati osservati anche se

pochi nelle galassie della *Calar Alto Legacy Integral Field Area* (CALIFA; Costantin et al. 2017) stando a misure della loro forma intrinseca.

Nel caso di NGC 1292, se si vuole continuare a considerare un processo di formazione lento per lo sferoide basato su meccanismi di evoluzione secolare e trasporto di gas e stelle dalle regioni del disco al centro (Kormendy & Kennicutt 2004), allora è anche necessario considerare un meccanismo di riscaldamento dinamico che ispessisca lo sferoide. L'analisi dell'evoluzione temporale della struttura delle galassie a spirale tramite simulazioni numeriche potrebbe aiutare a questo scopo.

Bibliografia

- Abramowitz, M. & Stegun, I. A. 1965, Handbook of Mathematical Functions (New York: Dover)
- Aguerri, J. A. L., Balcells, M., & Peletier, R. F. 2001, A&A, 367, 428
- Andredakis, Y. C., Peletier, R. F., & Balcells, M. 1995, MNRAS, 275, 874
- Athanassoula, E. 1999, in ASP conf. ser., Vol. 160, Astrophysical Discs, ed. J. A. Sellwood & J. Goodman (San Francisco: Astronomical Society of the Pacific), 351
- Athanassoula, E. 2005, MNRAS, 358, 1477
- Barentine, J. C. & Kormendy, J. 2012, ApJ, 754, 140
- Caon, N., Capaccioli, M., & D'Onofrio, M. 1993, MNRAS, 265, 1013
- Carollo, C. M., Ferguson, H. C., & Wyse, R. F. G., eds. 1999, The Formation of Galactic Bulges (Cambridge: Cambridge University Press)
- Costantin, L., Méndez-Abreu, J., Corsini, E. M., et al. 2017, A&A, 601, A84
- de Lorenzo-Cáceres, A., Vazdekis, A., Aguerri, J. A. L., Corsini, E. M., & Debattista, V. P. 2012, MNRAS, 420, 1092
- de Vaucouleurs, G. 1948, Journal des Observateurs, 31, 113
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, Jr., H. G., et al. 1991, Third Reference Catalogue of Bright Galaxies. (New York: Springer)
- de Vaucouleurs, G. H., de Vaucouleurs, A., & Shapley, H. 1964, Reference Catalogue of Bright Galaxies (Austin: University of Texas Press)
- Debattista, V. P., Carollo, C. M., Mayer, L., & Moore, B. 2005, ApJ, 628, 678

- Djorgovski, S. & Davis, M. 1987, *ApJ*, 313, 59
- Erwin, P. 2015, *ApJ*, 799, 226
- Erwin, P., Beckman, J. E., & Pohlen, M. 2005, *ApJ*, 626, L81
- Erwin, P. & Debattista, V. P. 2013, *MNRAS*, 431, 3060
- Erwin, P., Saglia, R. P., Fabricius, M., et al. 2015, *MNRAS*, 446, 4039
- Faber, S. M. & Jackson, R. E. 1976, *ApJ*, 204, 668
- Fabricius, M. H., Saglia, R. P., Fisher, D. B., et al. 2012, *ApJ*, 754, 67
- Falcón-Barroso, J., Peletier, R. F., Emsellem, E., et al. 2004, *MNRAS*, 350, 35
- Fisher, D. B. 2006, *ApJ*, 642, L17
- Fisher, D. B. & Drory, N. 2008, in *ASP conf. ser.*, Vol. 396, *Formation and Evolution of Galaxy Disks*, ed. J. G. Funes & E. M. Corsini (San Francisco: Astronomical Society of the Pacific), 309
- Fisher, D. B. & Drory, N. 2010, *ApJ*, 716, 942
- Fisher, D. B. & Drory, N. 2011, *ApJ*, 733, L47
- Fisher, D. B. & Drory, N. 2016, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 418, *Galactic Bulges*, ed. E. Laurikainen, R. Peletier, & D. Gadotti (Heidelberg: Springer), 41
- Fixsen, D. J., Cheng, E. S., Gales, J. M., et al. 1996, *ApJ*, 473, 576
- Forbes, D. A. & Ponman, T. J. 1999, *MNRAS*, 309, 623
- Freeman, K. C. 1970, *ApJ*, 160, 811
- Fukugita, M., Hogan, C. J., & Peebles, P. J. E. 1998, *ApJ*, 503, 518
- Gadotti, D. A. 2009, *MNRAS*, 393, 1531
- Gadotti, D. A. & dos Anjos, S. 2001, *AJ*, 122, 1298
- Ganda, K., Peletier, R. F., McDermid, R. M., et al. 2007, *MNRAS*, 380, 506
- Hoyle, B., Masters, K. L., Nichol, R. C., et al. 2011, *MNRAS*, 415, 3627
- Hyde, J. B. & Bernardi, M. 2009, *MNRAS*, 394, 1978

- Jarvis, B. 1987, *AJ*, 94, 30
- Jedrzejewski, R. I. 1987, *MNRAS*, 226, 747
- Kormendy, J. 1977, *ApJ*, 214, 359
- Kormendy, J. 1993, in *IAU Symp.*, Vol. 153, *Galactic Bulges*, ed. H. Dejonghe & H. J. Habing (Dordrecht: Kluwer), 209
- Kormendy, J. & Barentine, J. C. 2010, *ApJ*, 715, L176
- Kormendy, J. & Fisher, D. B. 2008, in *ASP conf. ser.*, Vol. 396, *Formation and Evolution of Galaxy Disks*, ed. J. G. Funes & E. M. Corsini (Dordrecht: Kluwer), 297
- Kormendy, J. & Illingworth, G. 1982, *ApJ*, 256, 460
- Kormendy, J. & Kennicutt, Jr., R. C. 2004, *ARAA*, 42, 603
- Kuntschner, H., Emsellem, E., Bacon, R., et al. 2010, *MNRAS*, 408, 97
- Laurikainen, E. & Salo, H. 2016, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 418, *Galactic Bulges*, ed. E. Laurikainen, R. Peletier, & D. Gadotti (Dordrecht: Kluwer), 77
- Li, Z.-Y., Ho, L. C., & Barth, A. J. 2017, *ApJ*, 845, 87
- Méndez-Abreu, J., Aguerri, J. A. L., Corsini, E. M., & Simonneau, E. 2008, *A&A*, 478, 353
- Méndez-Abreu, J., Debattista, V. P., Corsini, E. M., & Aguerri, J. A. L. 2014, *A&A*, 572, A25
- Méndez-Abreu, J., Simonneau, E., Aguerri, J. A. L., & Corsini, E. M. 2010, *A&A*, 521, A71
- Mihalas, D. & Binney, J. 1981, *Galactic Astronomy* (San Francisco: Freeman)
- Moffat, A. F. J. 1969, *A&A*, 3, 455
- Moré, J. J., Garbow, B. S., & Hillstrom, K. E. 1980, *User Guide for MINPACK-1*, Report ANL-80-74
- Morelli, L., Pompei, E., Pizzella, A., et al. 2008, *MNRAS*, 389, 341
- Peletier, R. F., Falcón-Barroso, J., Bacon, R., et al. 2007, *MNRAS*, 379, 445

- Pérez, I., Martínez-Valpuesta, I., Ruiz-Lara, T., et al. 2017, MNRAS, 470, L122
- Pfenniger, D. 1993, in IAU Symp., Vol. 153, Galactic Bulges, ed. H. Dejonghe & H. J. Habing (Dordrecht: Kluwer), 387
- Pohlen, M. & Trujillo, I. 2006, A&A, 454, 759
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1996, Numerical Recipes in Fortran 90 (New York: Cambridge University Press)
- Rodríguez, S. & Padilla, N. D. 2013, MNRAS, 434, 2153
- Samland, M. & Gerhard, O. E. 2003, A&A, 399, 961
- Sandage, A. 1961, The Hubble Atlas of Galaxies (Washington DC: Carnegie Institution of Washington)
- Sandage, A. & Bedke, J. 1994, The Carnegie Atlas of Galaxies (Washington DC: Carnegie Institution of Washington)
- Sandage, A. & Tammann, G. A. 1981, A Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies (Washington DC: Carnegie Institution of Washington)
- Sérsic, J. L. 1968, Atlas de Galaxias Australes (Cordoba: Observatorio Astronomico de Cordoba)
- Shaw, M., Wilkinson, A., & Carter, D. 1993, A&A, 268, 511
- Simonneau, E., Varela, A. M., & Munoz-Tunon, C. 1998, Nuovo Cimento B, 113, 927
- Trager, S. C., Worthey, G., Faber, S. M., Burstein, D., & González, J. J. 1998, ApJS, 116, 1
- Trujillo, I., Aguerri, J. A. L., Cepa, J., & Gutiérrez, C. M. 2001, MNRAS, 321, 269
- van den Bergh, S. 1976, ApJ, 206, 883