

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA
DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA "G. GALILEI"
CORSO DI LAUREA IN ASTRONOMIA

TESI DI LAUREA MAGISTRALE

**STUDIO DEI LIMITI DI RIVELABILITÀ
DEI DISCHI STELLARI NUCLEARI
AL CENTRO DELLE GALASSIE**

Relatore: Prof. ENRICO MARIA CORSINI
Correlatore: Dott. LORENZO MORELLI

Laureanda: ILARIA PAGOTTO
Matricola: 1082548

ANNO ACCADEMICO 2014/2015

Indice

1	Introduzione	5
1.1	Proprietà e statistica dei dischi stellari nucleari	5
1.2	Formazione dei dischi stellari nucleari	12
1.3	Scopo e schema della tesi	17
2	Identificazione dei dischi stellari nucleari	19
2.1	Ispezione visuale delle immagini	19
2.2	Tecnica dell' <i>unsharp masking</i>	22
2.3	Analisi della distribuzione della brillantezza superficiale	25
3	Costruzione e analisi di immagini simulate	33
3.1	Metodo per la costruzione di immagini simulate	33
3.1.1	Definizione della configurazione strumentale	34
3.1.2	Modello della funzione di allargamento	36
3.1.3	Modello fotometrico della galassia ospite	41
3.1.4	Modello fotometrico del disco stellare nucleare	43
3.1.5	Costruzione delle immagini simulate	44
3.2	Scelta della galassia ospite di riferimento	47
3.2.1	Proprietà di NGC 4478	50
3.3	Costruzione dell'immagine simulata di NGC 4478	52
3.3.1	Definizione dei parametri in entrata	53
3.3.2	Immagine simulata della galassia	54
3.3.3	Immagine simulata del disco stellare nucleare	56
3.3.4	Immagine simulata di NGC 4478	60
3.4	Tecnica di decomposizione fotometrica di Scorza-Bender	61
3.4.1	Decomposizione fotometrica dell'immagine simulata di NGC 4478	63
4	Limiti di rivelabilità dei dischi stellari nucleari	73
4.1	Studio della rivelabilità	73
4.2	Costruzione di immagini di galassie con disco nucleare	76
4.3	Confronto con i dischi stellari nucleari osservati	84
4.4	Griglia dei modelli e limiti di rivelabilità	89

4.4.1	Stabilità dinamica dei dischi nucleari presenti nei modelli	96
4.5	Analisi dei risultati	96
4.6	Conclusioni e sviluppi futuri	104
Bibliografia		109

Capitolo 1

Introduzione

In questo capitolo vengono descritte le proprietà fotometriche e delle popolazioni stellari dei dischi stellari nucleari. Inoltre sono discusse la stabilità dinamica di tali strutture e la loro presenza e frequenza nei diversi tipi morfologici di galassie (Sezione 1.1). Successivamente sono presentati i vari scenari di formazione dei dischi nucleari (Sezione 1.2). Si conclude con un riassunto che comprende lo scopo e lo schema della tesi (Sezione 1.3).

1.1 Proprietà e statistica dei dischi stellari nucleari

Il nucleo galattico costituisce una regione di poche centinaia di parsec, situata al centro della galassia, in cui possono essere presenti una grande varietà di strutture. Attraverso l'analisi e lo studio dei nuclei è possibile dedurre l'origine del materiale contenuto in essi e capire se sia stato convogliato verso il centro da regioni interne alla galassia oppure se sia stato acquisito dall'esterno, attraverso episodi di fusione con altre galassie o di cattura di materia dall'ambiente. La morfologia, la dinamica, la storia di formazione stellare e di arricchimento chimico del nucleo forniscono importanti informazioni sulla formazione e l'evoluzione dell'intera galassia. Infatti nonostante i nuclei contengano una piccola frazione di massa, in essi sono presenti le regioni a densità più elevata e sono caratterizzati da tempi dinamici più brevi che nel resto della galassia (Genzel et al. 2010; Merritt 2013).

Grazie alla sua alta risoluzione spaziale, l'*Hubble Space Telescope* (HST) è stato utilizzato per studiare le regioni centrali delle galassie vicine, fino ad una risoluzione spaziale di 10 pc, permettendo così di analizzare in dettaglio la struttura dei loro nuclei. Le immagini ottenute mostrano varie strutture, tra cui barre, bande irregolari di polvere, dischi stellari nucleari, buchi neri supermassicci e ammassi stellari nucleari (a.e. Kormendy et al. 1994; Lauer et al. 1995, 2005; Carollo et al. 1997; Pizzella et al. 2002; Morelli et al. 2004, 2010; Ferrarese et al. 2006).

I dischi stellari nucleari sono i dischi galattici più piccoli e di più alta brillantezza superficiale centrale finora conosciuti (van den Bosch et al. 1998). Infatti essi sono strutture caratterizzate da un raggio di scala di $h \approx 10 - 100$ pc e da una brillantezza superficiale centrale deproiettata di $\mu_{0,V}^0 = 15 - 20$ mag arcsec⁻². Localmente contribuiscono al più a

metà della brillantezza superficiale della galassia e quindi non dominano mai la distribuzione di luce del nucleo (Pizzella et al. 2002; Morelli et al. 2004).

Essi costituiscono uno strumento utile per comprendere la storia di formazione ed evoluzione della galassia ospite. Infatti, essendo sistemi dinamicamente freddi, queste strutture sono fragili e non sopravvivono ad un evento di fusione e/o cattura di una cospicua quantità di materiale esterno. Questo è stato dimostrato da simulazioni numeriche ad N-corpi effettuate da Ledo et al. (2010), nelle quali è stato anche messo in evidenza che, in presenza di un buco nero supermassiccio al centro della galassia, la struttura del disco sarebbe seriamente compromessa in seguito ad una interazione con un secondo buco nero di massa confrontabile, durante la fusione con un'altra galassia (Figura 1.1). Grazie quindi alla datazione delle popolazioni stellari presenti nel disco nucleare è possibile stabilire un limite inferiore al tempo trascorso dall'ultimo grande evento di fusione o cattura.

Sarzi et al. (2015a) hanno analizzato la fragilità dei dischi nucleari in simulazioni ad N-corpi che riproducono le ultime fasi di fusione di due galassie, in cui le regioni nucleari si incontrano. Hanno fatto collidere un disco stellare nucleare, che risente del potenziale gravitazionale di uno sferoide e di un buco nero centrale supermassiccio, con un altro buco nero supermassiccio, appartenente ad una seconda galassia. Nelle simulazioni hanno considerato vari scenari, ovvero i casi in cui il secondo buco nero abbia una massa uguale (1:1), un quinto (1:5) o un decimo (1:10) rispetto a quella del primo e che l'impatto avvenga con svariate orbite e angoli di impatto. Hanno trovato che, nel caso in cui il rapporto delle masse sia 1:1 e quindi ci sia un evento di fusione significativo, il disco viene completamente distrutto. Negli altri due casi, nella maggior parte delle simulazioni, Sarzi et al. (2015a) hanno notato che sono rimasti resti del disco nucleare rivelabili sia fotometricamente che cinematicamente. Ciò potrebbe quindi fornire informazioni sul tipo di fusione avvenuta e sul processo con cui le galassie studiate si sono assemblate, che a sua volta può dipendere dal tipo di galassia e dall'ambiente.

Sarzi et al. (2015b) hanno esaminato la galassia ellittica E0 NGC 4458, che ospita un disco stellare nucleare. Essa è stata classificata come una galassia di bassa rotazione (in inglese *slow-rotator*), avente un nucleo centrale cinematicamente disaccoppiato rispetto al corpo della galassia per il quale la rotazione è praticamente nulla (Cappellari et al. 2011; Emsellem et al. 2011). Per questo tipo di oggetti uno scenario possibile di formazione comprende fusioni successive, con corpi di piccola massa, che possono conferire una forma quasi sferica ed un momento angolare quasi nullo alla galassia (Khochfar et al. 2011). Tuttavia NGC 4458 è un caso particolare di galassia di bassa rotazione in quanto la sua massa dinamica è stata stimata pari a $10^{10} M_{\odot}$ (Cappellari et al. 2013), che risulta essere minore rispetto al valore tipico di $10^{11.25} M_{\odot}$ (Emsellem et al. 2011). Ci si aspetterebbe che questi eventi di fusione siano caratteristici di galassie con massa maggiore. In questo contesto, Sarzi et al. (2015b) hanno mostrato come la combinazione di dati spettroscopici a campo integrale acquisiti con il *Visible Multi-Object Spectrograph* (VIMOS) e di una conoscenza a priori del contributo del disco nucleare alla brillantezza superficiale centrale possa condurre ad una stima più precisa dell'età delle stelle di quest'ultimo. Essi hanno trovato che il disco di NGC 4458 ha un'età di almeno 5-6 Gyr, che suggerisce che la galassia non abbia subito eventi catastrofici di fusione in questo lasso di tempo. Ciò è consistente sia

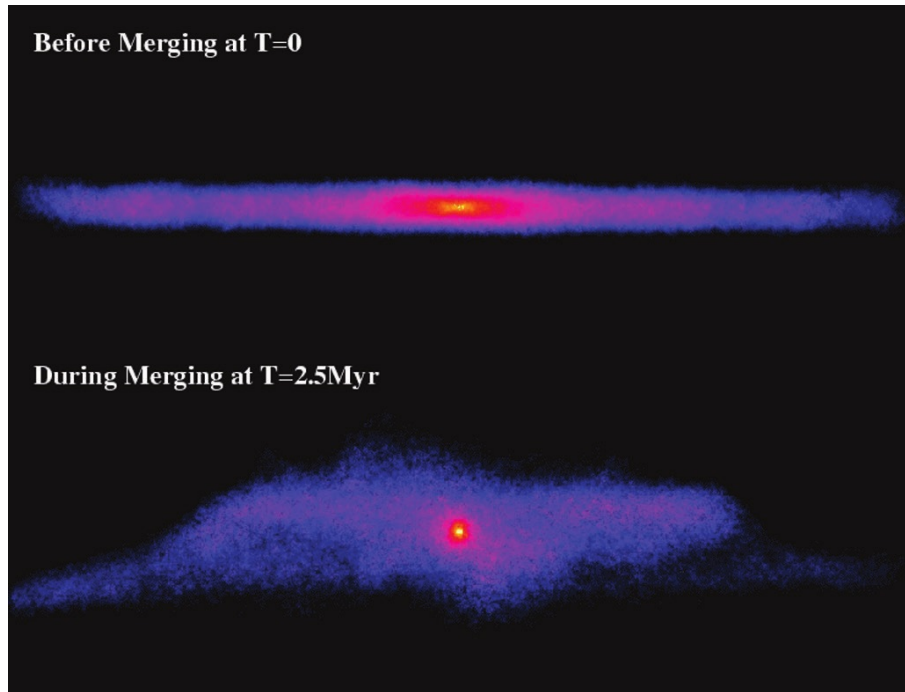


Figura 1.1: Simulazione ad N-corpi che mostra la fragilità dei dischi stellari nucleari durante eventi di fusione. In alto: disco stellare nucleare di 200 pc di diametro avente una massa di $10^8 M_{\odot}$ che sta orbitando intorno ad un buco nero supermassiccio di ugual massa nel potenziale gravitazionale totale generato considerando anche il contributo dello sferoide e delle particelle di materia oscura. La densità delle particelle del disco è visualizzata in figura con una scala logaritmica di colori che comprende quattro ordini di grandezza. Per simulare l’impatto con una seconda galassia di massa confrontabile, un secondo buco nero supermassiccio, avente una massa pari a $10^8 M_{\odot}$, è stato posto su un’orbita quasi circolare ad 80 pc dal piano galattico. In basso: distruzione subita dal disco dopo 2.5 Myr. Essa sarebbe stata ancora più efficiente se fossero stati inclusi nella simulazione anche lo sferoide e le particelle di materia oscura della seconda galassia. Si può notare come la distribuzione planare prima esistente sia stata considerevolmente distrutta e la maggior parte delle stelle siano ora concentrate in una regione più piccola ed a simmetria sferica. Tratto da Ledo et al. (2010).

con uno scenario di formazione gerarchico in cui le galassie più massive si sono assemblate in epoche più remote, sia con il fatto che galassie in ambienti con maggiore densità di membri subiscano più difficilmente fusioni. Tuttavia per i “rotatori lenti” con componenti centrali cinematicamente disaccoppiate solitamente è invocato uno scenario con fusioni successive e la presenza di un disco è in contrasto con questo. Nonostante NGC 4458 sia un esempio difficile da inquadrare, l’analisi condotta da Sarzi et al. (2015b) ha fornito un metodo promettente per comprendere meglio la storia di formazione delle galassie che contengono dischi nucleari, basato sulla datazione precisa delle loro stelle.

I dischi stellari nucleari inoltre permettono di ricavare la distribuzione di massa attraverso lo studio della loro cinematica stellare e quindi di stimare la massa di buchi neri centrali supermassicci (van den Bosch & de Zeeuw 1996; Magorrian 1999; Cretton & van den Bosch 1999).

Indipendentemente dalla morfologia della galassia ospite, esiste una relazione tra la brillantezza superficiale centrale deproiettata $\mu_{0,V}^0$ e il raggio di scala h del disco ed essa è valida per i dischi immersi in galassie ellittiche ed i dischi principali delle galassie lenticolari o a spirale di alta e bassa brillantezza superficiale. Essa è seguita anche dai dischi nucleari, suggerendone un'estensione verso raggi di scala più piccoli e brillanze più elevate. Quindi questa relazione copre un intervallo di raggi pari a $0.01 \leq h \leq 10$ kpc e un intervallo di brillanze superficiali centrali pari a $15 \leq \mu_{0,V}^0 \leq 25$ mag arcsec⁻² (Figura 1.2). Si possono distinguere diversi tipi di dischi: quelli che appartengono a galassie di bassa brillantezza superficiale (con $0.3 \leq h \leq 10$ kpc e $22 \leq \mu_{0,V}^0 \leq 25$ mag arcsec⁻²); quelli di galassie S0 ed a spirale di alta brillantezza superficiale (con $0.5 \leq h \leq 10$ kpc e $20 \leq \mu_{0,V}^0 \leq 24$ mag arcsec⁻²); quelli immersi nelle galassie ellittiche (con $0.1 \leq h \leq 1$ kpc e $18 \leq \mu_{0,V}^0 \leq 22$ mag arcsec⁻²); ed infine i dischi nucleari (con $10 \leq h \leq 100$ pc e $15 \leq \mu_{0,V}^0 \leq 20$ mag arcsec⁻²). Nel diagramma $\mu_{0,V}^0 - h$ sono presenti due zone prive di dati, ovvero la regione che corrisponde a dischi con valori di brillantezza superficiale più elevata e raggi più grandi di quelli finora osservati e la regione che corrisponde a dischi con valori di brillantezza superficiale più bassi e raggi più piccoli di quelli finora noti. Nel primo caso i dischi, date le loro brillanze e dimensioni, dovrebbero essere facilmente osservabili e la loro assenza potrebbe essere indice della loro instabilità dinamica; nel secondo caso, anche se esistessero, sarebbero difficili da rivelare a causa della loro bassa luminosità. Quest'ultimo potrebbe dunque costituire un effetto di selezione. Inoltre i vari campioni di dati combinati in Figura 1.2 sono caratterizzati da differenti effetti di selezione e questo non permette di giungere a conclusioni statistiche per quello che riguarda la parte inferiore del diagramma (van den Bosch 1998). Si conclude quindi che la retta di interpolazione dei punti rappresentativi delle proprietà fotometriche e strutturali dei dischi galattici possa essere considerata come un limite superiore di tale distribuzione.

In van den Bosch (1998) sono stati utilizzati modelli dinamici sferoide-disco-alone per studiare la posizione dei punti rappresentativi di differenti tipi di dischi nel diagramma $\mu_{0,V}^0 - h$. Esso è stato diviso in quattro regioni, come si può vedere in Figura 1.3. La linea continua corrisponde a sistemi per i quali la somma delle luminosità di sferoide e disco è uguale a $3L^*$, dove con L^* è la luminosità caratteristica della funzione di luminosità delle galassie di Schechter (Schechter 1976). Sulla linea a puntini, che prosegue con quella continua, si dispongono dischi con luminosità pari a $3L^*$. Come si può osservare dal diagramma, è presente un piccolo numero di galassie con luminosità del disco maggiore di $3L^*$. Tale linea delimita quindi la regione I nella quale non sono presenti dischi in quanto andrebbero incontro ad instabilità dinamica. La posizione di un disco lungo le rette su cui si dispongono i dischi della stessa luminosità è determinata dal parametro di spin λ , che a

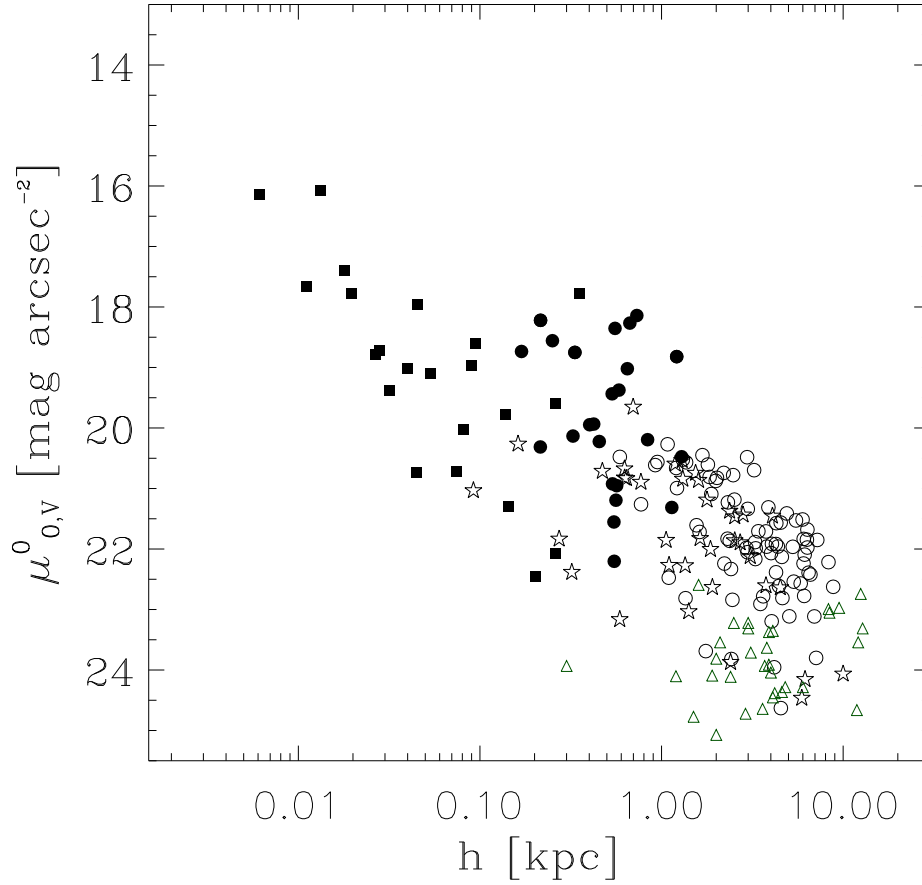


Figura 1.2: Diagramma $\mu_{0,V}^0 - h$ adattato da Portaluri et al. (2013). La brillantezza superficiale centrale dei dischi $\mu_{0,V}$ è data in banda V di Johnson & Cousins ed è corretta per inclinazione i . I raggi di scala h sono calcolati considerando $H_0 = 72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. I triangoli si riferiscono ai dischi delle galassie a bassa brillantezza superficiale, i cerchi vuoti ai dischi delle galassie a spirale di alta brillantezza superficiale, le stelle ai dischi delle S0, i cerchi pieni ai dischi immersi nelle galassie ellittiche e i quadrati ai dischi nucleari.

sua volta è proporzionale al momento angolare

$$\lambda = \frac{J|E|^{1/2}}{GM^{5/2}} \quad (1.1)$$

dove J è il momento angolare, E è l'energia totale dell'alone, M è una massa che caratterizza e quantifica l'alone di materia oscura e G è la costante di gravitazione universale. Da ciò consegue che dischi con grande λ hanno raggi di scala maggiori e brillanze superficiali più basse. La linea tratteggiata, che separa le regioni II e III, corrisponde ad un valore critico per il parametro di spin. Infatti nella regione II sono presenti dischi che sono stabili anche senza la presenza di uno sferoide. Al contrario nella regione III i dischi vanno incontro ad

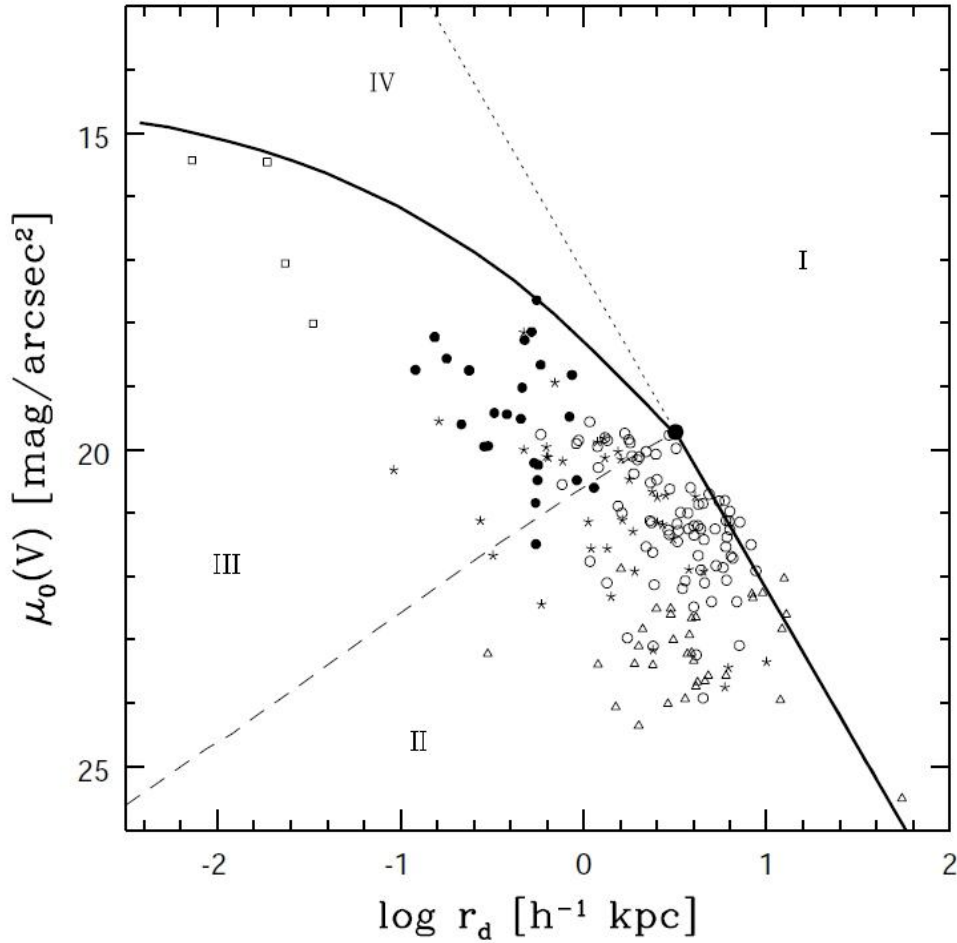


Figura 1.3: Diagramma $\mu_{0,V}^0 - h$ tratto da van den Bosch (1998). I triangoli si riferiscono ai dischi delle galassie a bassa brillantezza superficiale, i cerchi vuoti ai dischi delle galassie a spirale di alta brillantezza superficiale, le stelle ai dischi delle S0, i cerchi pieni ai dischi immersi nelle galassie ellittiche e i quadrati ai dischi nucleari. Il diagramma è suddiviso in quattro regioni. Regione I: non sono presenti dischi in quanto andrebbero incontro ad instabilità dinamica. Regione II: dischi che sono stabili anche senza la presenza di uno sferoide. Regione III: dischi vanno incontro ad una forte instabilità in caso di assenza di sferoide e conseguentemente formano una barra. Regione IV: non sono presenti dischi in quanto sarebbero instabili nonostante ci sia uno sferoide.

una forte instabilità in caso di assenza di sferoide e conseguentemente formano una barra. Infine la regione IV è caratterizzata dalla presenza di sistemi per i quali la somma di luminosità di sferoide e disco sia minore di $3L^*$. Essi presentano dischi instabili, nonostante ci sia uno sferoide. I dischi stellari nucleari sono caratterizzati da un parametro di spin piccolo e quindi hanno raggi di scala minori e brillanze superficiali più elevate rispetto agli altri dischi.

I dischi nucleari sono una componente comune nelle galassie sia ellittiche che a disco. Infatti sono stati rivelati dischi di gas, polveri e stelle in un gran numero di galassie dei primi tipi morfologici (a.e., Jaffe et al. 1994; Lauer et al. 1995; Carollo et al. 1997; Trujillo et al. 2004; Kormendy et al. 2005), senza però derivarne per tutti i parametri fotometrici. Rest et al. (2001) hanno stimato che la percentuale di galassie ellittiche contenenti dischi immersi o nucleari sia circa il 50% del totale; invece se si considerano solo dischi nucleari, la percentuale scende a circa 20%, stando a quanto trovato da Ledo et al. (2010), che hanno studiato un campione di galassie E-S0 costituito da 466 galassie situate a meno di circa 100 Mpc di distanza (assumendo $H_0 = 72 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$). Pizzella et al (2002) hanno studiato i dischi nucleari contenuti nello sferoide delle galassie a spirale NGC 1425, NGC 3898 e NGC 4698. È stato considerato un campione di 112 galassie a spirale, di tipo morfologico da Sa a Scd entro una distanza di circa 30 Mpc. La frazione stimata di dischi nucleari è circa il 10%, tenendo conto che due terzi del campione sono stati scartati a causa di bande nucleari di polvere, che rendevano impossibile l'identificazione e lo studio di un disco nucleare eventualmente presente. La percentuale di galassie contenente un disco nucleare non dipende significativamente né dal tipo morfologico né dall'ambiente in cui esse si trovano, ma dalla loro massa: galassie più massicce hanno meno probabilità di ospitare dischi, come sottolineato in precedenza. Ciò è consistente con l'idea che le fusioni in assenza di gas dominino la storia recente di questi grandi oggetti (Khochfar & Silk 2009).

Sono state studiate in dettaglio le popolazioni stellari solo di alcuni dischi stellari nucleari. Attraverso il confronto dei valori misurati della larghezza equivalente di alcune righe d'assorbimento con le predizioni dei modelli di sintesi di popolazioni stellari (a.e., Worthey 1994; Vazdekis 1999; Thomas et al. 2003; Bruzual & Charlot 2003), si pongono dei vincoli su età, metallicità e tempo di formazione della popolazione stellare costituente il disco nucleare.

Per la maggior parte dei casi, le popolazioni dei dischi nucleari non sono state separate da quelle della galassia ospite. Quindi le proprietà quali età, metallicità e contenuto di elementi α sono state ricavate dal fatto che, nella regione in cui non è presente il disco e in quella in cui lo sono sia galassia che disco, esse subiscono una variazione. In certi casi la popolazione del disco presenta la medesima età del corpo principale della galassia ospite, come per NGC 4128 e NGC 4621 studiate da Krajinovic & Jaffe (2004), NGC 4342 studiata da van den Bosch et al. (1998), NGC 4458 da Morelli et al. (2004) e NGC 4698 da Corsini et al. (2012). In NGC 4478 il disco è più giovane e più ricco in metalli rispetto al resto della galassia (Morelli et al. 2004), mentre quello presente in NGC 5308 è composto da una popolazione stellare più giovane ma più povera in metalli rispetto a quella della galassia ospite. Sia il disco nucleare che lo sferoide di NGC 4570 sono costituiti da una popolazione stellare di età intermedia, sebbene il disco sia più ricco in metalli (Krajinovic & Jaffe 2004). Infine in alcuni dischi stellari possono essere in atto episodi di formazione stellare come nel caso di NGC 5845 (Kormendy et al. 1994) e di NGC 4486A (Kormendy et al. 2005).

Le popolazioni stellari del disco nucleare e della galassia ospite (o dello sferoide ospite nel caso di galassie a disco) sono state separate solo per NGC 4458 (Sarzi et al. 2015b) e NGC 1023 (Corsini et al. 2015) dove le proprietà di quelle del disco sono state ricavate in maniera diretta. Il disco di NGC 4458 è caratterizzato da un'età di almeno 5-6 Gyr ed

è particolarmente vecchio per essere ospitato in una galassia ellittica di massa intermedia, come spiegato in precedenza, mentre quello di NGC 1023, che è una galassia lenticolare barrata, presenta un'età di circa 3 Gyr ed una metallicità pari a 0.50 dex. Esso è più giovane e più ricco di metalli rispetto allo sferoide ospite.

1.2 Formazione dei dischi stellari nucleari

Esistono due principali scenari di formazione dei dischi stellari nucleari: da una parte un processo dissipativo che coinvolge del gas, che viene convogliato verso il centro della galassia e dal quale poi si formano le stelle costituenti il disco, dall'altra un meccanismo non dissipativo, che comprende l'accrescimento verso il centro e la fusione di ammassi stellari già esistenti, le cui stelle vanno poi a formare il disco.

I dischi nucleari sono caratterizzati da una bassa dispersione di velocità (Bertola et al. 1999; Morelli et al. 2004) ed è ragionevole quindi pensare che, essendo strutture dinamicamente fredde, essi si siano formati con del gas accresciuto nel centro della galassia che successivamente avrebbe dato origine alle stelle. Questo gas potrebbe provenire dall'ambiente esterno alla galassia ospite, oppure da regioni interne alla galassia che circondano il nucleo.

In un contesto di formazione delle galassie dovuto a fusioni successive, i dischi nucleari potrebbero essere il risultato finale della formazione stellare avvenuta in gas acquisito dall'esterno della galassia. Mayer et al. (2010), attraverso simulazioni idrodinamiche di fusioni di galassie in cui è presente un buco nero supermassiccio centrale, hanno dimostrato che l'accrescimento verso il centro di una grande quantità di gas può portare ad una successiva formazione di un disco stellare nucleare. Inoltre è stato riscontrato che le strutture centrali potrebbero essere caratterizzate da fenomeni di disaccoppiamento cinematico rispetto alla galassia ospite: la presenza di componenti cinematicamente disaccoppiate è solitamente interpretata come prova che il gas è stato accresciuto dall'esterno o dalla fusione con galassie satellite (Bertola & Corsini 1999). Questo scenario spiega l'origine del disco stellare controrotante in NGC 4458 (Morelli et al. 2004, 2010) e anche di quello della galassia a spirale NGC 4698 (Bertola et al. 1999; Pizzella et al. 2002; Corsini et al. 1999, 2012).

NGC 4698 è una galassia a spirale dei primi tipi morfologici classificata come Sa da Sandage & Tammann (1981) e come Sab(s) da de Vaucouleurs et al. (1991). Sandage & Bedke (1994) l'hanno descritta come una spirale caratterizzata da uno sferoide rassomigliante ad una galassia ellittica, in cui non c'è evidenza di formazione stellare recente o strutture a spirale. Esso ospita un disco nucleare che ruota perpendicolarmente rispetto al disco principale della galassia. Inoltre lo sferoide e il disco principale sono caratterizzati da un disaccoppiamento tale da avere gli assi maggiori orientati ortogonalmente l'uno rispetto all'altro. Lo sferoide è stato trovato essere un ellissoide triassiale, avente semiassi di lunghezza A e B nel piano equatoriale e C lungo l'asse ortogonale a tale piano. Esso è caratterizzato da dei rapporti assiali $B/A = 0.95$ e $C/A = 1.60$ (Corsini et al. 2012). Si può averne evidenza anche da un'analisi delle isofote. Infatti nelle regioni esterne esse ricalcano la presenza del disco principale, mentre, procedendo verso l'interno, assumono

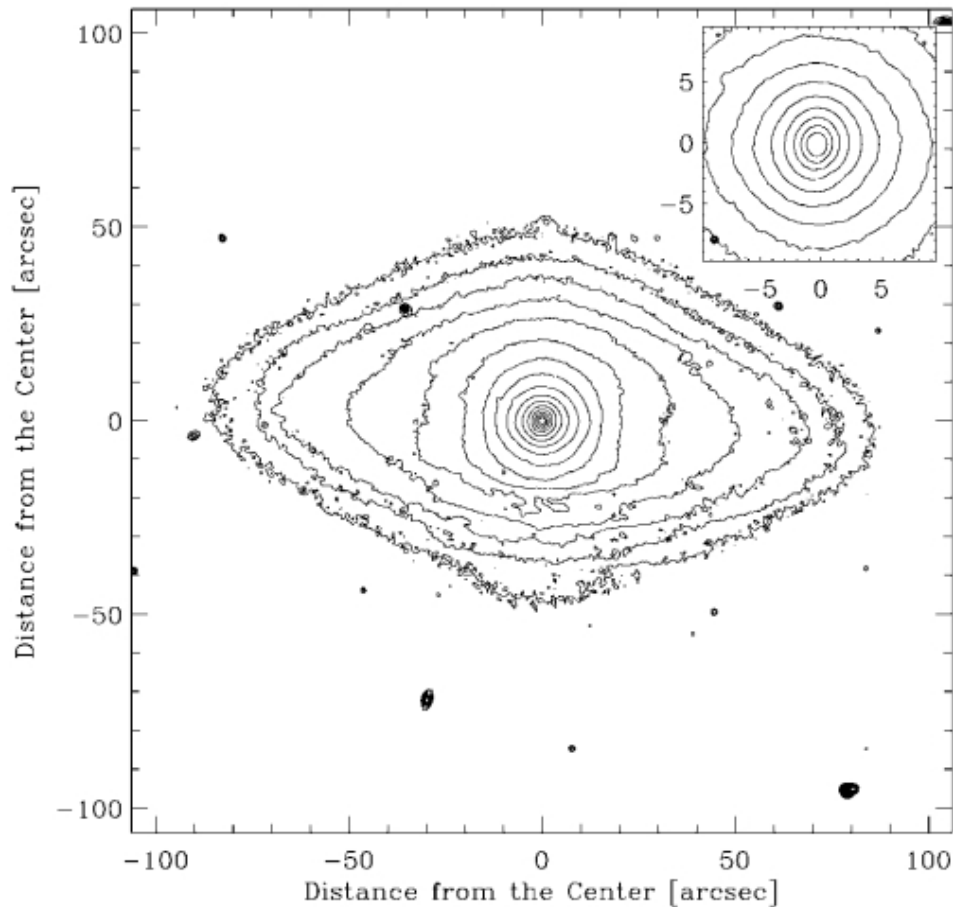


Figura 1.4: Isofote di NGC 4698 in banda R, tracciate con un passo di $0.4 \text{ mag arcsec}^{-2}$, con l'isofota piú esterna corrispondente a $21.8 \text{ mag arcsec}^{-2}$ e quella centrale a $15.8 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Nell'inserto sono rappresentate le isofote della regione centrale entro 10 arcsec. Il Nord è a destra e l'Est è in alto. Tratta da Bertola et al. (1999).

un'ellitticità inferiore a causa della presenza dello sferoide, che appare allungato verso una direzione perpendicolare rispetto a quella del disco (Figura 1.4). È stato supposto che il disco nucleare si sia formato dall'acquisizione di gas da un preesistente sferoide triassiale su un piano perpendicolare all'asse minore dello sferoide e al disco principale. La successiva formazione stellare è avvenuta omogeneamente in tutto il disco nucleare, in quanto non sono state osservate variazioni significative dei parametri fotometrici del disco in funzione della banda fotometrica considerata (Corsini et al. 2012).

Nel caso di origine interna e accrescimento secolare del gas, quest'ultimo potrebbe essere trasportato al centro dal potenziale di una barra, che in alcuni casi può essere distrutta nel processo. Questo tipo di scenario è stato recentemente preso in considerazione da Cole et al. (2014) che, attraverso simulazioni ad alta risoluzione, hanno studiato il processo

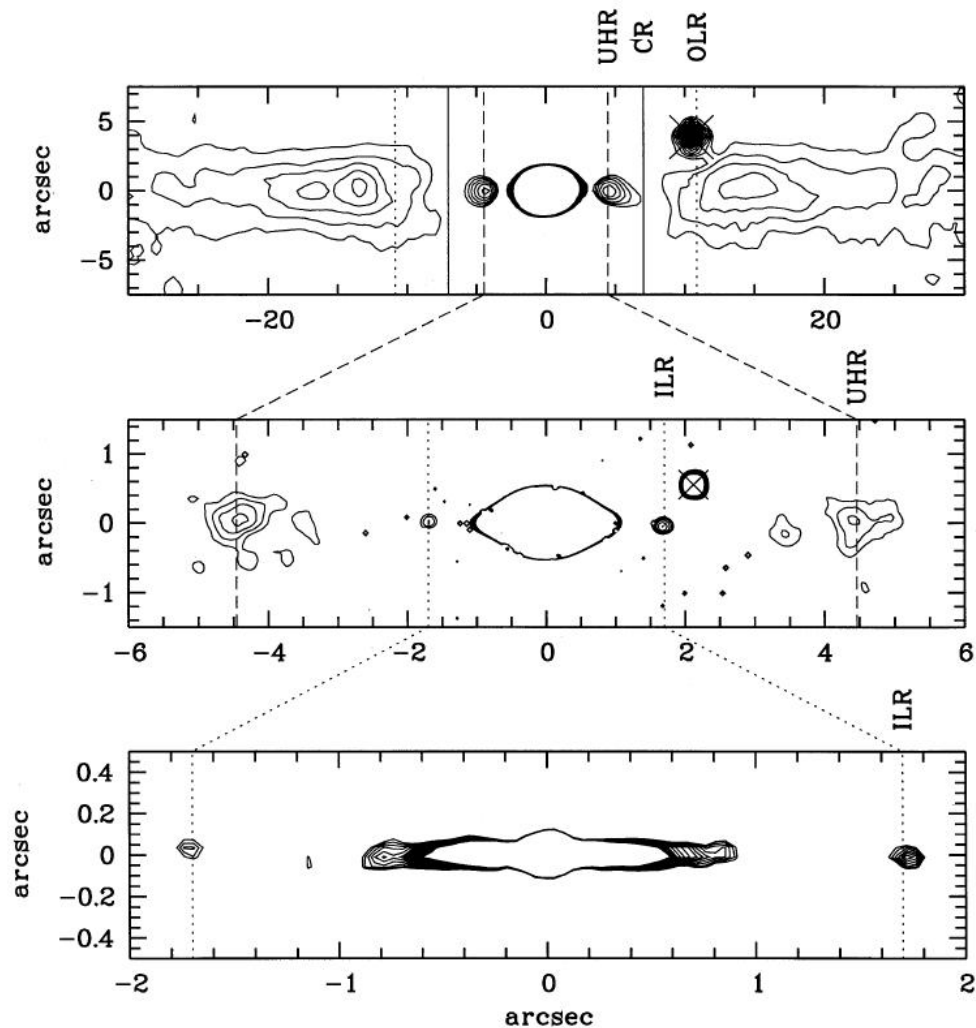


Figura 1.5: Immagini di NGC 4570 elaborate con la tecnica dell'*unsharp masking*, ottenute in banda *V* da terra (in alto) e da WFPC2 (al centro e in basso), per evidenziare la presenza degli anelli associati alle risonanze interne, ultra armoniche, di corotazione ed esterne di Lindblad (ILR, UHR, CR e OLR indicate dalle linee verticali), del disco esterno avente un crollo di brillantezza superficiale interno a circa 7 arcsec (in alto) e del disco stellare nucleare compreso entro 1 arcsec (in basso). Tratto da van den Bosch & Emsellem (1998).

di formazione e le proprietà di un disco nucleare ottenuto da gas condotto verso il centro della galassia da una barra. Infatti, in seguito a questo processo, al centro della galassia si è formato un disco stellare nucleare rotante, nel quale si sono innescati i processi di formazione stellare. Esso è risultato essere più sottile, più giovane, cinematicamente freddo e più ricco in metalli rispetto alla barra e disposto in direzione ortogonale rispetto ad essa. È stata misurata una cinematica complessa nella regione del disco nucleare. Cole et al. (2014) hanno trovato che ciò è dovuto alla sovrapposizione di stelle più vecchie trascinate

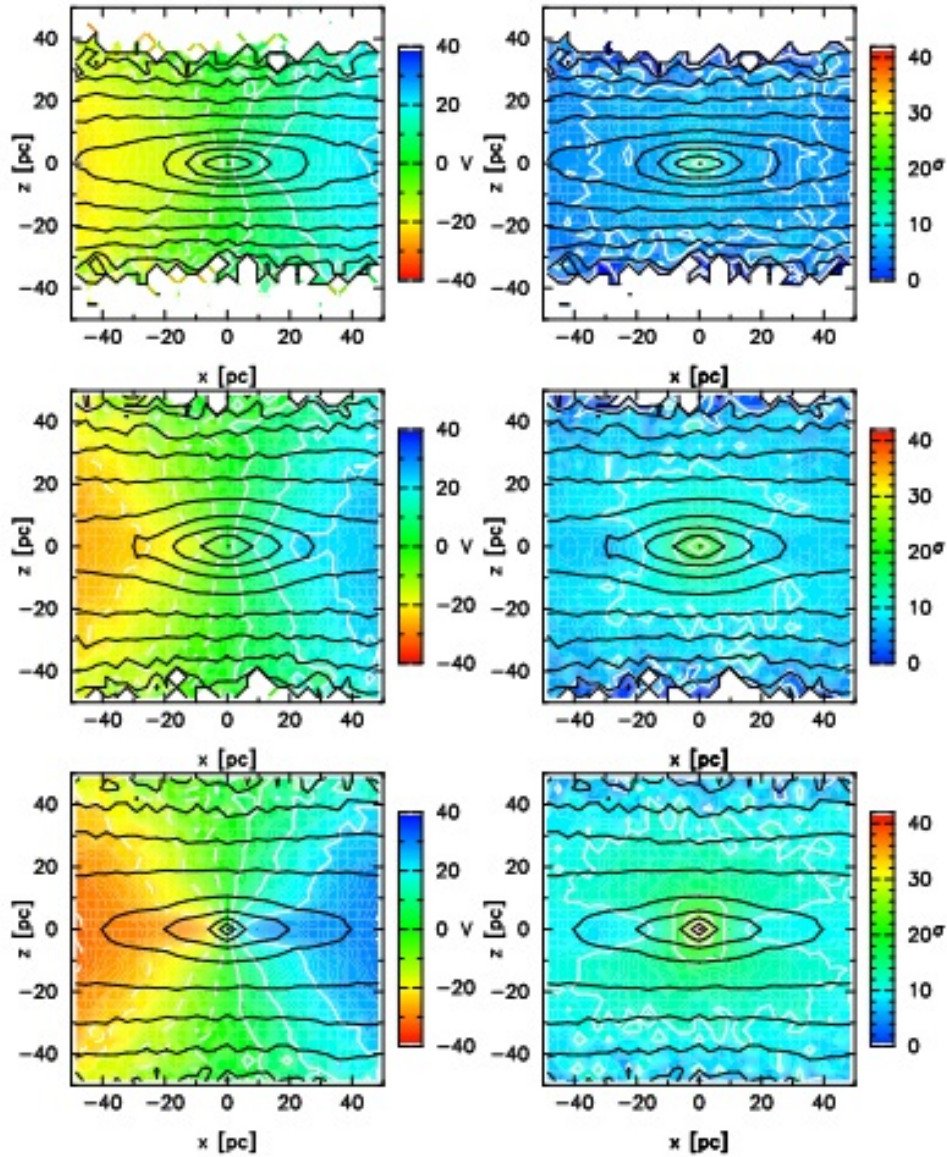


Figura 1.6: Mappe bidimensionali di velocità (a sinistra) e di dispersione di velocità (a destra) della componente stellare per galassie simulate dopo l'accrescimento di 10 (in alto), 30 (al centro), and 50 ammassi stellari (in basso) su una componente nucleare di disco preesistente. I contorni neri corrispondono alle isofote caratterizzate da un valore di brillantezza superficiale che va dal 90% al 10% di quello centrale con un passo del 10%. Le linee bianche rappresentano i contorni cinematici di ugual velocità/dispersione di velocità. Il campo di vista è di $0.65 \text{ arcsec} \times 0.65 \text{ arcsec}$, che corrisponde a $50 \text{ pc} \times 50 \text{ pc}$ alla distanza assunta. Tratto da Portaluri et al. (2013).

lungo la barra e di stelle più giovani, formate dal gas, in rotazione con il disco stellare nucleare.

Lo scenario comprendente l'accrescimento secolare di gas da parte di una barra sembra essere il più adatto per spiegare la struttura di NGC 4570 (van den Bosch et al. 1998; van den Bosch & Emsellem 1998; Krajnovic & Jaffe 2004; Morelli et al. 2010). NGC 4570 è una galassia S0 vista di taglio in cui sono presenti due strutture ad anello (van den Bosch & Emsellem 1998) e un disco stellare nucleare. Il disco esterno presenta un crollo della brillantezza superficiale nelle regioni centrali della galassia. Infatti il suo contributo diventa del tutto trascurabile a circa 2 arcsec dal centro, dove risiede un disco nucleare molto brillante di circa 150 pc di diametro. La posizione dei due anelli stellari, che si trovano a circa 2 arcsec e 4 arcsec dal centro, è consistente con la presenza di risonanze interne di Lindblad e di risonanze ultra-armoniche (Binney & Tremaine 2008), indotte da un potenziale triassiale in rotazione alla velocità di 349 km s^{-1} (vedi Figura 1.5). La struttura ad anello più vicina al disco nucleare è più blu rispetto alle stelle che la circondano e ciò indica che si tratta di un oggetto relativamente giovane ($\lesssim 2 \text{ Gyr}$). van den Bosch & Emsellem (1998) hanno suggerito uno scenario evolutivo per NGC 4570 in cui una piccola barra nucleare, di circa 500 pc e in rapida rotazione, avrebbe trasportato il gas verso l'interno, formando il disco nucleare e creando la forte risonanza interna di Lindblad. Nel momento in cui la massa del nucleo avrebbe raggiunto un valore pari circa al 5% della massa totale della galassia, la barra si sarebbe disgregata, formando un anello di gas, in corrispondenza della risonanza interna di Lindblad, da cui si sarebbero successivamente formate le stelle. Inoltre il crollo di brillantezza superficiale del disco esterno, a circa 2 arcsec dal centro, avviene vicino alla risonanza di corotazione. Ciò è consistente con lo scenario secondo il quale il crollo sia originato dalla presenza della barra, che generalmente si estende spazialmente fino ad arrivare vicino alla risonanza di corotazione (Combes & Elmegreen 1993).

Il secondo scenario possibile per la formazione di un disco nucleare è costituito dall'aggregazione non dissipativa di ammassi stellari che sono stati attirati verso il centro nella buca di potenziale della galassia (Tremaine et al. 1975; Lotz et al. 2001; Antonini et al. 2012). Ne può risultare una struttura che andrà a formare, con le sue stelle, il disco nucleare. Questa ipotesi è stata presa in considerazione da Portaluri et al. (2013), studiando simulazioni ad N-corpi effettuate da Hartmann et al. (2011). Da questo studio è risultato che, dall'accrescimento di alcune decine di ammassi stellari su un ammasso nucleare massiccio e preesistente nel nucleo, non si forma nessun oggetto simile ad un disco stellare nucleare, a meno che non ci sia un meccanismo in grado di schiacciare l'insieme degli ammassi stellari accresciuti e fusi nel nucleo almeno del 30%. C'è invece la possibilità che si formi un disco stellare nucleare dall'accrescimento degli ammassi su un piccolo disco preesistente nel nucleo (Figura 1.6). È stato verificato che le proprietà fotometriche e cinematiche del disco stellare nucleare delle galassie simulate sono molto simili a quelle dei dischi nucleari osservati nelle galassie reali. In particolare è stato trovato che il raggio di scala e la brillantezza superficiale centrale deproiettata si dispongono nella regione in cui sono presenti altri dischi nucleari nel diagramma $\mu_{0,V}^0 - h$. Inoltre la luminosità totale è consistente con quella predetta interpolando la relazione di Tully-Fisher in banda I con dischi caratterizzati da larghezze della curva di rotazione simili. Infine il valore della mas-

sa è simile a quelli ottenuti per altri dischi nucleari reali. Questo mostra che è possibile costruire un disco stellare nucleare attraverso la fusione di ammassi stellari, di dimensioni e masse simili agli ammassi globulari osservati nella Via Lattea, che migrano nel centro di una galassia. Nonostante la massa accresciuta sia pari al 70%-90% di quella finale del disco nucleare, una certa quantità di gas è comunque indispensabile nelle fasi iniziali di formazione.

Per avere un primo indizio di quale possa essere lo scenario di formazione che caratterizza ciascun disco, si conduce un'analisi sulla variazione del valore assunto dai parametri fotometrici del disco, ovvero il raggio di scala, la brillantezza superficiale centrale e l'inclinazione, da una banda e all'altra. È necessario però disporre di osservazioni in più bande per lo stesso oggetto. Qualora non si trovi alcuna variazione, si conclude che la popolazione stellare è molto omogenea e che la formazione delle stelle del disco dev'essere avvenuta in tempi brevi o in epoche remote. Nel caso in cui si osservi una variazione dei parametri, si deduce che la formazione stellare debba essere recente o graduale dal centro verso l'esterno (Muñoz-Mateos et al. 2007). Tuttavia per stabilire con precisione l'epoca e la durata del processo di formazione del disco nucleare è necessario derivare le proprietà delle popolazioni stellari, e per poterlo fare si deve effettuare la decomposizione fotometrica per dividere il contributo in luminosità del disco da quello della galassia ospite. Se il disco è caratterizzato da popolazioni stellari più giovani rispetto a quelle della galassia ospite, si può considerare uno scenario di accrescimento secolare del gas verso le regioni centrali, oppure, nel caso in cui siano presenti disaccoppiamenti cinematici, uno scenario di accrescimento di gas acquisito dall'esterno della galassia, in seguito a fusioni successive. Se invece il disco è composto da popolazioni stellari più vecchie rispetto a quelle della galassia ospite, si può ipotizzare uno scenario di formazione che comprenda l'aggregazione non dissipativa di ammassi globulari su una piccola componente di disco preesistente al centro della galassia.

1.3 Scopo e schema della tesi

Lo scopo di questa tesi è lo studio dei limiti di rivelabilità dei dischi stellari nucleari. A tal proposito vengono costruite ed analizzate immagini simulate di galassie ellittiche, con caratteristiche simili a quelle osservate con l'*Hubble Space Telescope* (HST), contenenti un disco nucleare.

La tesi è stata sviluppata nel seguente modo:

- nel primo capitolo sono state descritte le proprietà fotometriche e delle popolazioni stellari dei dischi stellari nucleari. Inoltre sono state discusse la stabilità dinamica di tali strutture e la loro presenza e frequenza nei diversi tipi morfologici di galassie (Sezione 1.1). Successivamente sono stati presentati i vari scenari di formazione dei dischi nucleari (Sezione 1.2);
- nel secondo capitolo vengono descritte le tecniche con cui è possibile avere evidenza della presenza di dischi stellari nucleari al centro delle galassie. I primi tentativi sono stati condotti attraverso l'ispezione visuale delle immagini, di cui viene fornita una

descrizione in Sezione 2.1. Nella Sezione 2.2 viene esposta la tecnica dell'*unsharp masking*, grazie alla quale è possibile mettere in evidenza strutture che non presentino simmetria circolare, come i dischi. Infine in Sezione 2.3 viene descritta l'analisi della distribuzione della brillantezza superficiale e come questa può essere utilizzata per dedurre se vi sia o meno un disco stellare nucleare al centro della galassia;

- nel terzo capitolo viene presentato il procedimento adoperato per costruire le immagini simulate, di cui viene anche effettuata l'analisi fotometrica. Nella Sezione 3.1 viene riportata una descrizione delle informazioni necessarie e del programma utilizzato per creare le immagini. Nella Sezione 3.2 sono esposti i criteri secondo cui è stata scelta la galassia di riferimento per i modelli, della quale viene fornita una descrizione. Essa risulterà essere NGC 4478. Nella Sezione 3.3 viene esposto il procedimento utilizzato per costruire l'immagine simulata di tale galassia, creata in modo che sia il più possibile simile all'immagine reale di NGC 4478. Infine nella Sezione 3.4 viene descritto il metodo di decomposizione fotometrica di Scorza-Bender (Scorza & Bender 1990), che viene poi applicato all'immagine ottenuta in Sezione 3.3.
- nel quarto capitolo viene descritto lo studio della rivelabilità dei dischi stellari nucleari condotto creando una serie di immagini simulate in cui vengono inseriti dischi con parametri fotometrici differenti, pur mantenendo invariata la galassia ospite. Nella Sezione 4.1 viene esposto lo studio della rivelabilità dei dischi immersi in galassie ellittiche operato da Rix & White (1990). Nella Sezione 4.2 vengono riportati dei modelli preliminari costruiti per analizzare come varia la rivelabilità di un disco nucleare cambiando un solo parametro fotometrico alla volta e mantenendo gli altri fissi. Nella Sezione 4.3 vengono calcolati i rapporti delle luminosità del disco nucleare e dello sferoide (o della galassia ellittica) nel caso di galassie reali, in cui è stato scoperto esserci un disco stellare nucleare. Nella Sezione 4.4 viene presentata la costruzione di una serie di immagini simulate, utilizzando una griglia di valori, per i parametri dei dischi, variati in modo da formare tutte le combinazioni possibili. Questi modelli vengono poi analizzati estraendo il profilo radiale del coefficiente A_4 , il cui picco è indice della presenza di un disco. In Sezione 4.5 viene descritta l'analisi dei limiti di rivelabilità dei dischi nucleari contenuti nelle immagini simulate create in Sezione 4.4. Infine nella Sezione 4.6 viene riassunto quanto trovato e vengono proposti degli sviluppi futuri per questo lavoro di tesi.

Capitolo 2

Identificazione dei dischi stellari nucleari

In questo capitolo vengono descritte le tecniche con cui è possibile avere evidenza della presenza di dischi stellari nucleari al centro delle galassie. I primi tentativi sono stati condotti attraverso l'ispezione visuale delle immagini, di cui viene fornita una descrizione in Sezione 2.1. Nella Sezione 2.2 viene esposta la tecnica dell'*unsharp masking*, grazie alla quale è possibile mettere in evidenza strutture che non presentino simmetria circolare, come i dischi. Infine in Sezione 2.3 viene descritta l'analisi della distribuzione della brillantezza superficiale e come questa può essere utilizzata per dedurre se vi sia o meno un disco stellare nucleare al centro della galassia.

2.1 Ispezione visuale delle immagini

I dischi stellari nucleari localmente contribuiscono a non più di metà della brillantezza superficiale della galassia. Il rapporto tra la loro luminosità totale e quella della galassia (nel caso di galassie ellittiche) o dello sferoide (nel caso di galassie lenticolari o a spirale) può raggiungere al massimo l'1% (cf. Sezione 4.3). Essi non dominano mai la distribuzione di luce del nucleo e la loro presenza è difficilmente deducibile da una semplice ispezione visuale delle immagini.

Tuttavia i primi tentativi di individuazione sono stati condotti applicando alle immagini un certo contrasto in modo tale da evidenziare l'eventuale presenza di strutture al centro delle galassie e renderle così immediatamente visibili.

Lauer et al. (1995) hanno considerato 45 oggetti comprendenti galassie ellittiche e sferoidi di galassie a disco e li hanno divisi in due gruppi in base al profilo di brillantezza superficiale nelle regioni centrali: quelli caratterizzati da profili costanti (detti *core profiles*) e quelli da profili che seguono una legge di potenza (i cosiddetti *power-law profiles*). Per gli oggetti del secondo gruppo sono state realizzate delle immagini di $8 \text{ arcsec} \times 8 \text{ arcsec}$ centrate sul nucleo e molto contrastate, utilizzando una scala di grigi in modo da coprire 6 magnitudini in brillantezza superficiale, andando dal nero al bianco. Ogni immagine è stata

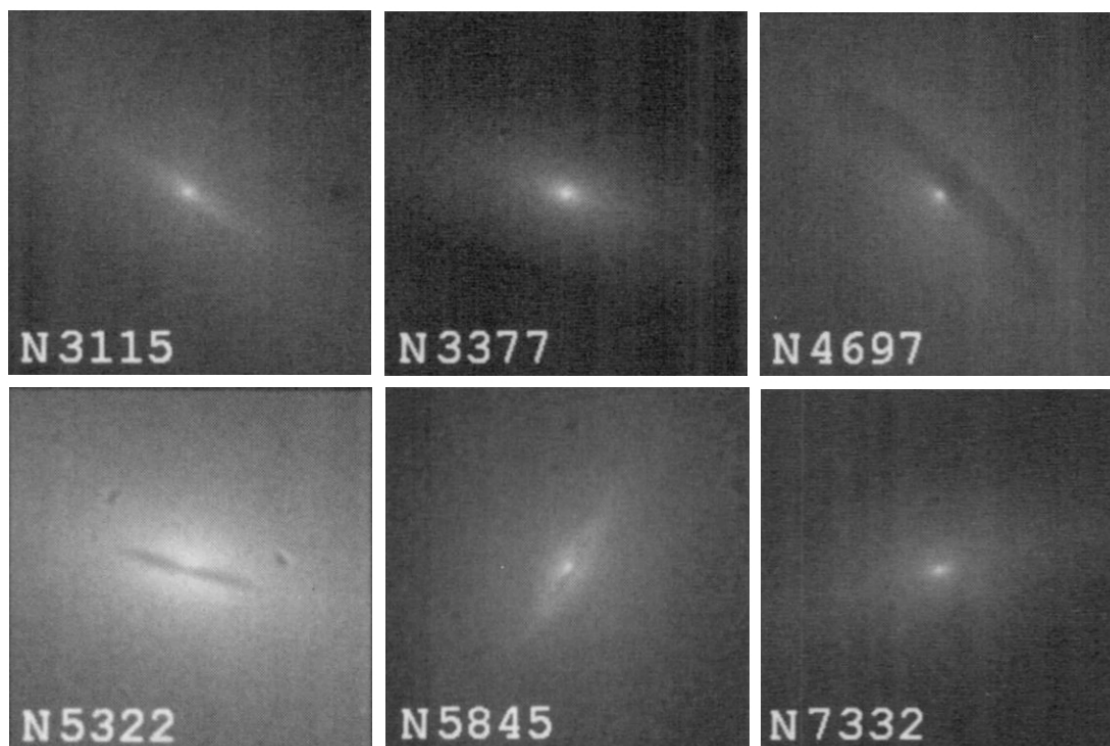


Figura 2.1: Immagini degli $8 \text{ arcsec} \times 8 \text{ arcsec}$ centrali delle galassie NGC 3115, NGC 3377, NGC 4697, NGC 5322, NGC 5845 e NGC 7332. Esse sono state acquisite con la *Planetary Camera*, che era la camera a risoluzione più elevata della *Wide Field/Planetary Camera I* (WFPC-I) di HST, con il filtro F555W. Sono state contrastate utilizzando una scala di grigi in modo da coprire 6 magnitudini in brillantezza superficiale, andando dal nero al bianco. Ogni immagine è stata normalizzata rispetto al valore brillantezza superficiale centrale. L'orientazione di ciascuna immagine è arbitraria. Tratto da Lauer et al. (1995).

normalizzata rispetto al valore della brillantezza superficiale centrale. Poiché un profilo a legge di potenza ha una pendenza maggiore al centro rispetto ad uno costante, le galassie di questo gruppo appaiono molto concentrate e ciò può dare l'impressione, a prima vista, che ci sia una componente stellare nucleare in ognuna di esse. In vari casi questo corrisponde a verità e Lauer et al. (1995) hanno inserito una tabella nella quale è stata descritta la morfologia delle regioni centrali di questi oggetti. In sei galassie del campione, per le quali sono state riportate le immagini degli $8 \text{ arcsec} \times 8 \text{ arcsec}$ centrali in Figura 2.1, è stata ipotizzata la presenza di dischi stellari nucleari. Il contrasto utilizzato mette in evidenza delle strutture leggermente allungate molto vicino al centro, che potrebbero essere piccoli dischi di stelle. In NGC 3115 effettivamente è stata confermata la presenza di un disco nucleare (Scorza & van den Bosch 1998), mentre, per quello che riguarda le altre cinque galassie, non sono state ancora condotte delle analisi per appurare se ne contengano realmente uno. Nel campione di Lauer et al. (1995) sono presenti anche NGC 1023 e NGC 4458, su cui rispet-

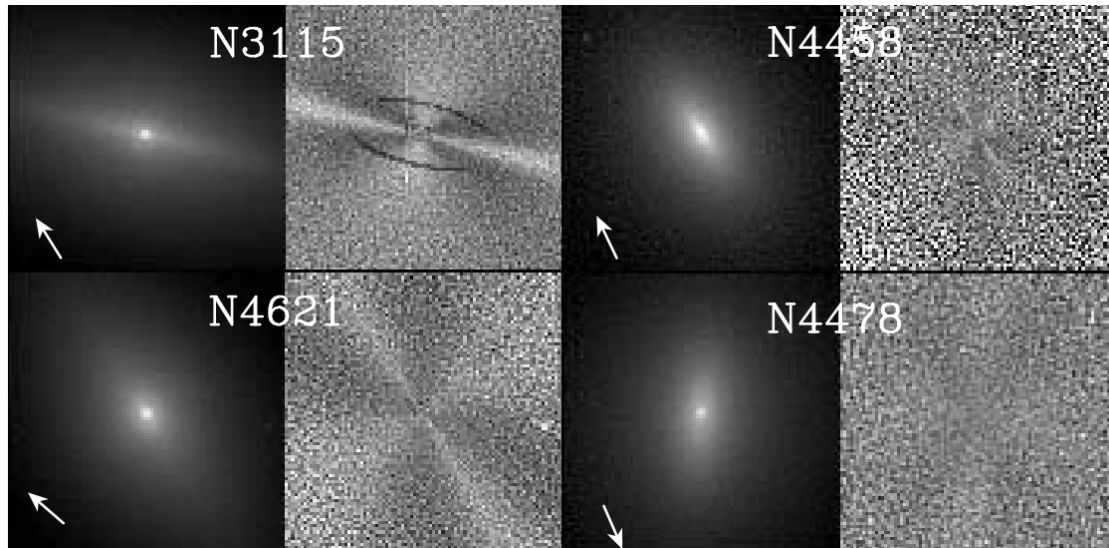


Figura 2.2: Immagini dei $4 \text{ arcsec} \times 4 \text{ arcsec}$ centrali delle galassie NGC 3115, NGC 4458, NGC 4478 e NGC 4621. Esse sono state acquisite con la camera WFPC2 di HST con il filtro F555W e sono state successivamente deconvolute per la PSF. Ad ognuna di esse viene affiancato il residuo, ottenuto dividendo l'immagine per il modello ricostruito dallo studio della fotometria superficiale. La scala di grigi utilizzata per visualizzare le immagini è diversa per ognuna ed è stata scelta in modo da massimizzare il contrasto sulla porzione di galassia mostrata. Le frecce bianche indicano la direzione del Nord in cielo.

tivamente Corsini et al. (2015) e Morelli et al. (2010) hanno effettuato la decomposizione di Scorza-Bender (Scorza & Bender 1990) e hanno ottenuto i parametri fotometrici dei rispettivi dischi nucleari. Tuttavia, attraverso l'ispezione visuale, Lauer et al. (1995) non sono stati in grado di individuarne le presenze. Essi hanno sottolineato però che sarebbe meglio identificare tali strutture attraverso uno studio accurato dei profili fotometrici.

Faber et al. (1997) hanno considerato 42 oggetti tra le galassie ellittiche e gli sferoidi del campione di Lauer et al. (1995). Per capire se in essi siano contenuti dischi stellari nucleari è stata fatta un'ispezione visuale di ogni immagine, dove sono stati osservati i 10 arcsec centrali e analizzati i bracci di spirale e la forma delle isofote, entrambi indicatori della presenza di un disco. Infine sono stati sottratti dalle immagini i modelli ricostruiti dallo studio dei profili di brillantezza di Lauer et al. (1995) ed si è osservato se rimaneva la traccia di un disco nel residuo. I risultati sono stati riassunti in una tabella in cui sono state riportate 34 galassie con un profilo a legge di potenza, di cui 12 senza traccia di disco nucleare, 8 che possibilmente hanno un disco, 5 che molto probabilmente hanno un disco e 9 in cui vi è l'evidenza di un disco nucleare. Quest'ultime sono NGC 2841, NGC 3115, NGC 3599, NGC 4570, NGC 4594, NGC 4621, NGC 4697, NGC 5845 e NGC 7332. In NGC 3115, NGC 4697, NGC 5845 e NGC 7332 era già stata ipotizzata la presenza di un disco dall'ispezione visuale condotta da Lauer et al. (1995). È stato confermato che

NGC 3115 (Scorza & van den Bosch 1998), NGC 4570 (Scorza & van den Bosch 1998; Morelli et al. 2010) e NGC 4621 (Ledo et al. 2010) contengono effettivamente un disco stellare nucleare.

Lauer et al. (2005) hanno considerato un campione di 77 galassie dei primi tipi morfologici e per ognuna di esse hanno mostrato un'immagine dei $4 \text{ arcsec} \times 4 \text{ arcsec}$ centrali, a cui viene affiancato il residuo, ottenuto dividendo l'immagine per il modello ricostruito dallo studio della fotometria superficiale (Figura 2.2). In ognuna delle immagini, grazie al contrasto applicato, è possibile notare una struttura allungata al centro, più luminosa rispetto al resto della galassia, che potrebbe essere dovuta alla presenza di un disco nucleare. Nei residui si può vedere che rimane un segno nella direzione dell'asse maggiore di questa struttura, indice del fatto che nel modello fotometrico dovrebbe essere aggiunta un'ulteriore componente al fine di ottenere un residuo omogeneo. Lauer et al. (2005) hanno quindi riportato una tabella in cui è stata descritta la morfologia delle regioni nucleari e hanno assunto che ci sia un disco nucleare se esso è visibile al centro dell'immagine del residuo. Con questo criterio sono state individuate 15 galassie in cui potrebbe essere contenuto un disco nucleare. Tra queste ci sono 6 galassie nelle quali è stato successivamente verificato che il disco nucleare è effettivamente presente. Esse sono NGC 1023 (Corsini et al. 2015), NGC 3115 (Scorza & van den Bosch 1998), NGC 4458 (Morelli et al. 2010), NGC 4478 (Morelli et al. 2010), NGC 4621 e NGC 4660 (Ledo et al. 2010).

Infine Ferrarese et al. (2006) hanno messo in evidenza alcune caratteristiche, immediatamente visibili tramite ispezione visuale, delle galassie del campione di Lauer et al. (2005). Per condurre questa analisi si sono serviti talvolta anche dell'analisi della forma delle isofote. Sono stati elencati 8 oggetti in cui è stata ipotizzata la presenza di dischi stellari nucleari: NGC 4318, NGC 4350, NGC 4458, NGC 4478, NGC 4551, NGC 4621 e NGC 4638 e VCC 1199. Per le galassie NGC 4570 e NGC 4660 Ferrarese et al. (2006) non hanno riconosciuto una componente così marcata di disco nucleare, quindi hanno affermato che, la struttura osservata al centro, potrebbe anche non essere un disco.

Da quanto detto finora l'ispezione visuale può fornire un indizio della presenza di un disco, ma può anche trarre in inganno, in quanto la struttura vista potrebbe essere un ammasso stellare, un anello o altro. È dunque necessario utilizzare anche altri metodi di identificazione, quali la tecnica dell'*unsharp masking* (Sezione 2.2) e l'analisi della distribuzione della brillantezza superficiale e della forma delle isofote (Sezione 2.3).

2.2 Tecnica dell'*unsharp masking*

Una prima conferma dell'eventuale presenza di un disco stellare nucleare è data dall'applicazione della tecnica di *unsharp masking* alle immagini. Essa consiste nella divisione, *pixel* per *pixel*, dell'immagine originale con se stessa convoluta con una gaussiana circolare di scarto quadratico medio stabilito a priori

$$I_{\text{UM}}(x, y) = \frac{I_{\text{OR}}(x, y)}{I_{\text{OR}}(x, y) \circ G(x, y)} \quad (2.1)$$

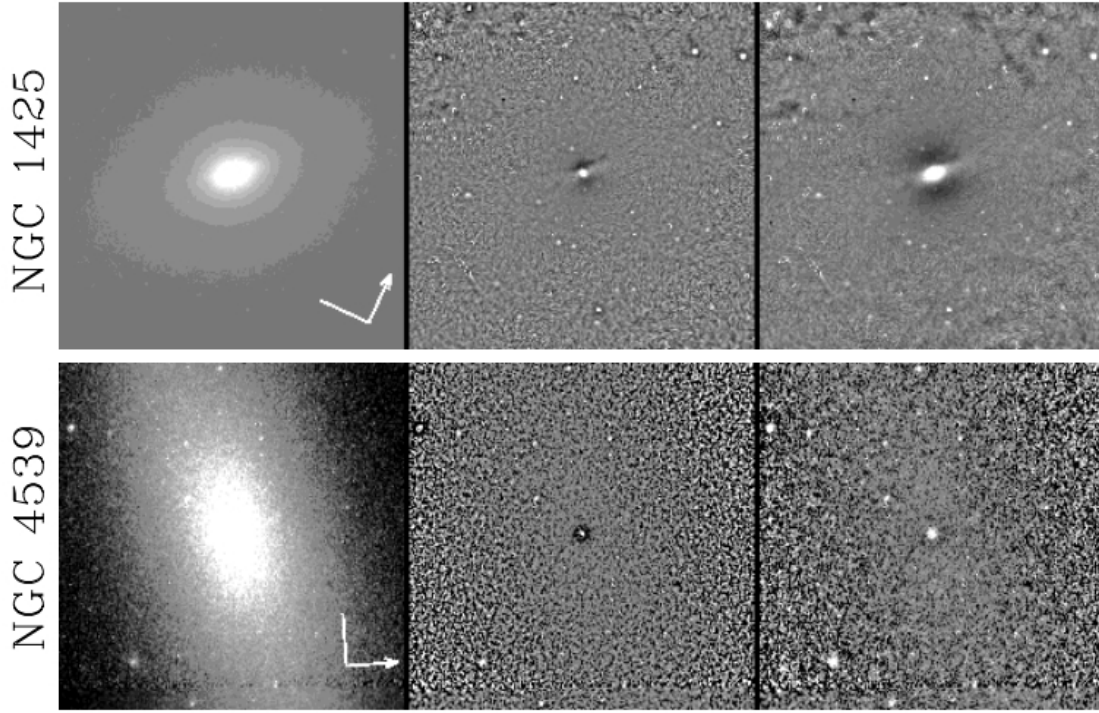


Figura 2.3: A sinistra: immagini di $19.3 \text{ arcsec} \times 19.3 \text{ arcsec}$ centrate sul nucleo delle galassie NGC 1425 e NGC 4539, acquisite con la camera WFPC2 di HST con il filtro F606W. L'orientazione è specificata dalla freccia bianca che punta verso il Nord e dal segmento che punta verso Est. In centro: immagini di *unsharp masking* ottenute con una $\sigma = 2 \text{ pixel}$, che corrisponde a 0.091 arcsec considerando una scala di $0.0455 \text{ arcsec pixel}^{-1}$. Dimensione ed orientazioni sono uguali a quelle dei rispettivi pannelli di sinistra. A destra: immagini di *unsharp masking* ottenute con una $\sigma = 6 \text{ pixel}$, che corrisponde a 0.273 arcsec considerando una scala di $0.0455 \text{ arcsec pixel}^{-1}$. Dimensione ed orientazioni sono uguali a quelle dei rispettivi pannelli di sinistra. Tratto da Pizzella et al. (2002).

dove $I_{\text{OR}}(x, y)$ è l'intensità del *pixel* di coordinate (x, y) dell'immagine originale, $I_{\text{UM}}(x, y)$ quella del *pixel* corrispondente nell'immagine finale e $G(x, y)$ è l'intensità della funzione gaussiana circolare

$$G(x, y) = N e^{-\frac{(x^2+y^2)}{2\sigma^2}} \quad (2.2)$$

con N fattore di normalizzazione e σ scarto quadratico medio.

Effettuando questa operazione vengono messe in evidenza le strutture che hanno la stessa scala spaziale di σ e che non presentano simmetria circolare, proprio come nel caso di dischi stellari nucleari. Vengono invece smussate quelle caratterizzate da scale spaziali più piccole di σ . Si generano diverse immagini di *unsharp masking* con valori di σ differenti in modo da trovare la scala a cui la struttura allungata dell'eventuale disco risalti meglio. In Figura 2.3 vengono mostrate due immagini di galassie su cui è stata applicata la tecnica di

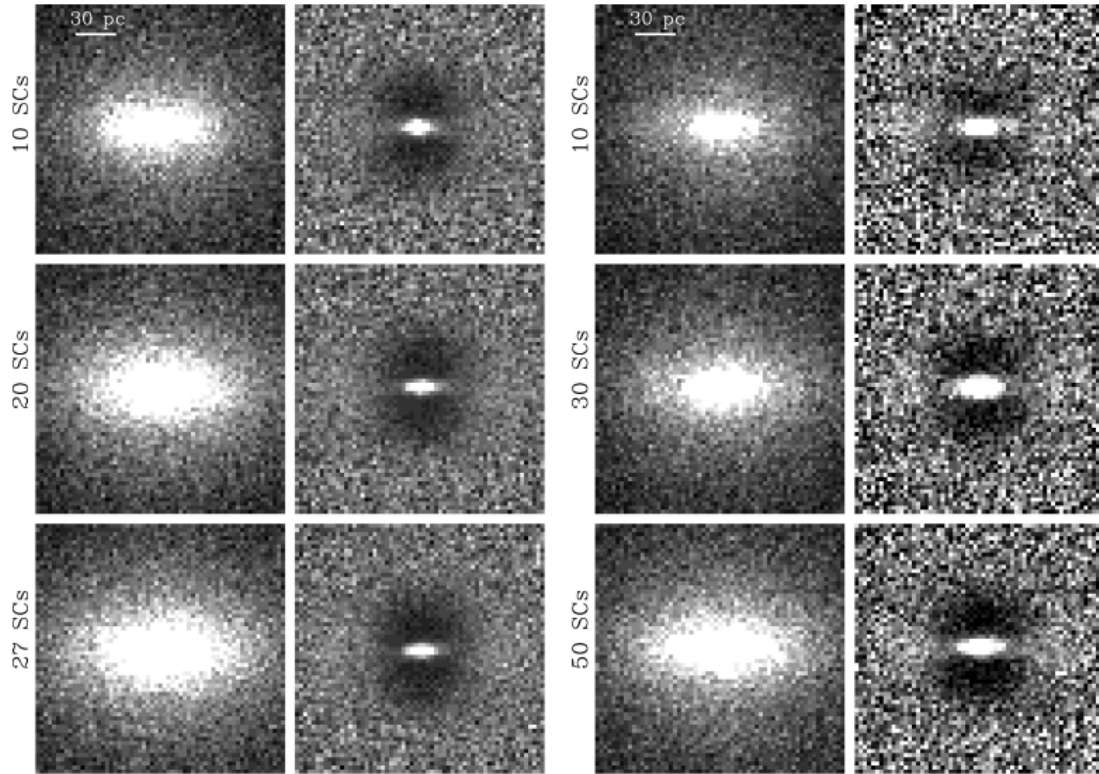


Figura 2.4: A sinistra: immagini simulate in banda I , ottenute come se fossero state osservate con WFC3/UVIS (a sinistra) e immagini di *unsharp masking* corrispondenti (a destra) del modello A1 dopo l'accrescimento di 10 (in alto), 20 (in centro) e 27 (in basso) ammassi stellari al centro dello sferoide ospite. Il campo di vista è di $2.4 \text{ arcsec} \times 2.4 \text{ arcsec}$ (che corrisponde a $186 \text{ pc} \times 186 \text{ pc}$) e la scala delle immagini è data dal segmento riportato nella prima immagine in alto a sinistra. Le immagini di *unsharp masking* sono state ottenute utilizzando $\sigma = 10 \text{ pixel}$ che corrisponde a 0.4 arcsec . A seguito dei processi di accrescimento nel modello A1 non si è formato alcun disco stellare nucleare. A destra: come a sinistra, ma per il modello A2, contenente un disco stellare nucleare, dopo l'accrescimento di 10 (in alto), 30 (in centro) e 50 (in basso) ammassi stellari al centro dello sferoide ospite. Queste immagini sono state ottenute con un'inclinazione del disco pari a 75° . A seguito dei processi di accrescimento nel modello A2 si è formato un disco stellare nucleare. Tratto da Portaluri et al. (2013).

unsharp masking, utilizzando due valori di σ differenti (Pizzella et al. 2002). Al centro delle immagini di *unsharp masking* di NGC 1425, la quale contiene un disco stellare nucleare, è possibile osservare una struttura luminosa allungata, vicino alla quale sono presenti due lobi più scuri rispetto al resto dell'immagine. Questo è esattamente ciò che ci si aspetta di vedere qualora ci sia una struttura che non è caratterizzata da simmetria circolare. Nel caso di NGC 4539 invece non viene individuata nessuna componente allungata al centro. Entrambe le immagini di *unsharp masking* mostrano la presenza di una sorgente centrale irrisolta caratterizzata da una simmetria circolare.

Per ottenere tali immagini Pizzella et al. (2002) hanno utilizzato una procedura scritta in linguaggio *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF¹), che richiede in entrata i valori in pixel degli scarti quadratici medi e delle dimensioni delle immagini in uscita rispetto a quella originale. Per stabilire che valori di σ considerare, si è adottato come riferimento il valore del raggio a cui si misura un picco nel profilo radiale del coefficiente A_4 . Quest'ultimo è indicativo della presenza di un disco stellare nucleare (cf. Sezione 2.3).

Bisogna tuttavia considerare che la struttura allungata visualizzata nelle immagini di *unsharp masking* potrebbe essere dovuta anche all'effetto della variazione di ellitticità dello sferoide ospite. In Figura 2.4 vengono riportate le immagini simulate costruite da Portaluri et al. (2013) e le corrispondenti immagini di *unsharp masking*. Le immagini di sinistra sono state ottenute dall'accrescimento di alcune decine di ammassi stellari su un ammasso nucleare massiccio e preesistente nel nucleo dello sferoide ospite. Quelle di destra sono invece state ottenute dall'accrescimento di alcune decine di ammassi stellari su un piccolo disco preesistente nel nucleo. Nel primo caso è stato trovato che non si è formato nessun oggetto simile ad un disco stellare nucleare, mentre nel secondo caso l'analisi successiva ha confermato che, in seguito a questo processo, si è formato un disco stellare nucleare. Tuttavia, in entrambe le situazioni, nelle immagini di *unsharp masking* è possibile osservare una struttura allungata luminosa al centro con due lobi più scuri ai lati. Quindi, per confermare la presenza di un disco nucleare, è necessario ricorrere anche all'analisi della brillantezza superficiale della galassia.

2.3 Analisi della distribuzione della brillantezza superficiale

Le isofote di una galassia sono il luogo dei punti di uguale brillantezza superficiale. Quelle che caratterizzano le galassie ellittiche, oppure gli sferoidi delle galassie lenticolari o a spirale, hanno una forma che è ben approssimabile con un'ellisse. Per prima cosa è quindi possibile tracciare sull'immagine della galassia le isofote (Figura 2.5). Nel caso in cui sia presente un disco nucleare, si ha una sovrapposizione delle isofote del disco e di quelle dello sferoide, o della galassia ospite nel caso di galassie ellittiche, che hanno ellitticità differenti. A causa

¹IRAF è distribuito da *National Optical Astronomy Observatories*, che è gestita dalla *Association of Universities for Research in Astronomy* (AURA), Inc., in collaborazione con la *National Science Foundation*.

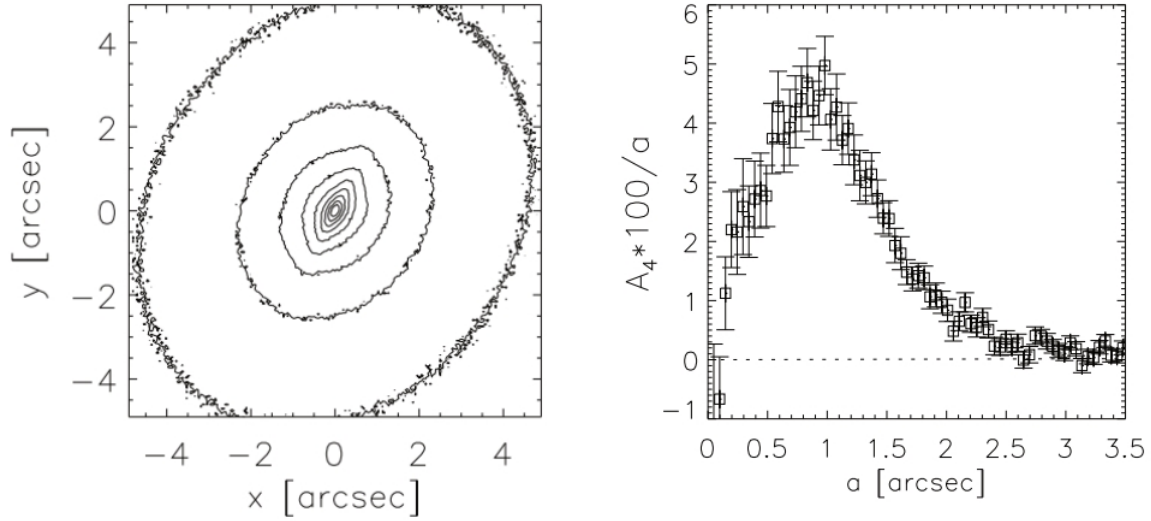


Figura 2.5: Le due immagini sono state ricavate dall’analisi dell’immagine simulata di NGC 4478 contenente un disco nucleare (cf. Sezione 3.3.4). A sinistra: sono rappresentate le isofote in un campo di $10 \text{ arcsec} \times 10 \text{ arcsec}$ e si può notare che nella regione centrale, in cui è presente il disco, esse hanno una forma “a disco”, mentre esternamente sono ellittiche. Le isofote riportate sono caratterizzate da un valore di brillantezza superficiale che va dal 90% al 10% di quello centrale con un passo del 10%. A destra: profilo radiale del coefficiente A_4 in funzione del semiasse maggiore fino a 3.5 arcsec dal centro e che presenta un picco a circa 0.8 arcsec.

di ciò le isofote risultano avere una forma più allungata rispetto ad un’ellisse nella regione spaziale in cui è contenuto il disco (Figura 2.6). Tuttavia per avere una stima quantitativa della deviazione delle isofote dalla forma ellittica è necessario analizzare la distribuzione di brillantezza superficiale della galassia. Infatti, scelta una direzione di riferimento che è di solito identificata con l’asse maggiore della galassia, si possono costruire i profili radiali di brillantezza superficiale μ , di ellitticità ϵ , di angolo di posizione PA, delle coordinate x e y del centro delle isofote e dei coefficienti A_n e B_n (con $n \geq 3$), che descrivono la deviazione delle isofote dalla forma ellittica.

Sia Oxy un sistema di riferimento cartesiano ortogonale definito sull’immagine CCD della galassia, con l’asse x parallelo alla direzione delle righe e l’asse y parallelo alla direzione delle colonne. Se si assume che le isofote siano di forma ellittica, allora la brillantezza superficiale della galassia in un punto (x,y) è una funzione del raggio ellittico s definito come

$$s^2 = \hat{x}^2 + \frac{\hat{y}^2}{(1 - \epsilon)} \quad (2.3)$$

dove

$$\hat{x} = (x - x_c) \cos \text{PA} + (y - y_c) \sin \text{PA} \quad (2.4)$$

$$\hat{y} = (y - y_c) \cos \text{PA} - (x - x_c) \sin \text{PA} \quad (2.5)$$

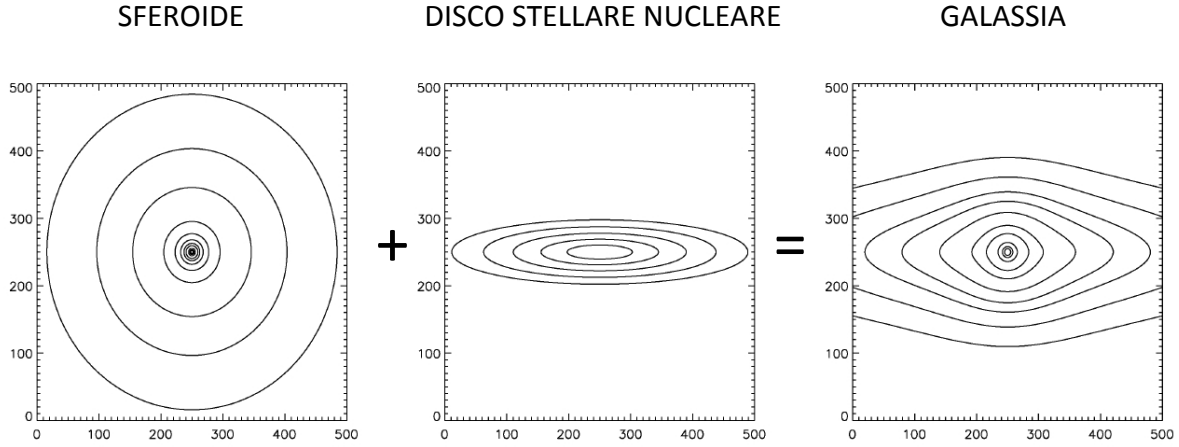


Figura 2.6: Nel primo riquadro sono rappresentate le isofote perfettamente ellittiche ($A_4 = 0$) di uno sferoide con ellitticità $\epsilon = 0$ e nel secondo le isofote, anch'esse perfettamente ellittiche ($A_4 = 0$), di un disco inclinato con ellitticità $\epsilon = 0.8$. Nel terzo riquadro la sovrapposizione delle due componenti perfettamente ellittiche ($A_4 = 0$) genera isofote con forma “a disco” e quindi con un valore di $A_4 > 0$.

con (x_c, y_c) coordinate del centro dell'ellisse, PA angolo di posizione dell'asse maggiore dell'ellisse rispetto ad una direzione di riferimento (solitamente si conta a partire dalla direzione del Nord verso quella dell'Est in senso antiorario) ed $\epsilon = (1 - b/a)$ ellitticità dell'ellisse, dove a e b sono rispettivamente le lunghezze del semiasse maggiore e minore dell'ellisse.

Nel caso in cui l'isofota non sia perfettamente ellittica, è possibile parametrizzare le deviazioni dalla forma ellittica ricorrendo all'analisi di Fourier. Si consideri un nuovo sistema di riferimento $Ox'y'$ e si fissi il sistema di coordinate in modo da centrarlo in (x_c, y_c) ed allinearlo con l'asse maggiore dell'ellisse. È così possibile descrivere quest'ultima in funzione dell'anomalia ϕ , ovvero dell'angolo che individua un punto sull'ellisse contato da a con segno positivo in senso antiorario e s raggio che collega il centro a questo punto. Quindi si possono riscrivere le coordinate come

$$x' = s \cos \phi \quad (2.6)$$

$$y' = s \sin \phi. \quad (2.7)$$

Se si definisce l'eccentricità come

$$e = \sqrt{1 - \frac{b^2}{a^2}} \quad (2.8)$$

e si considera l'equazione canonica di un'ellissi generica

$$\frac{x'^2}{a^2} + \frac{y'^2}{b^2} = 1 \quad (2.9)$$

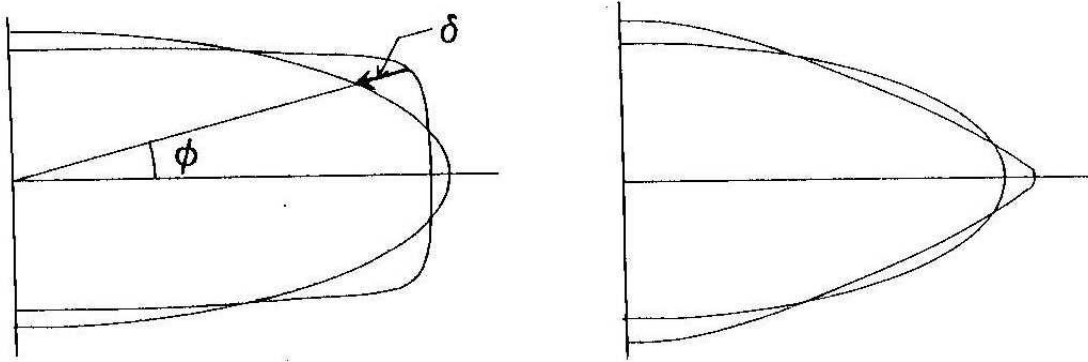


Figura 2.7: A sinistra: un'isofota “a scatola” e l'ellissi che meglio la interpola, con indicati l'angolo ϕ e la differenza $\delta(\phi)$ tra la distanza dal centro dell'isofota del punto sull'isofota e del punto sull'ellisse. A destra: un'isofota “a disco” e l'ellissi che meglio la interpola. Tratto da Binney & Merrifield (1998).

allora si ottiene

$$s^2 = \frac{b^2 a^2}{b^2 \cos^2 \phi + a^2 \sin^2 \phi} \quad (2.10)$$

e sostituendo l'Equazione 2.8 nell'Equazione 2.9 si ha

$$s(\phi) = a \sqrt{\frac{1 - e^2}{1 - e^2 \cos^2 \phi}} \quad (2.11)$$

che è l'equazione dell'ellisse in coordinate polari.

Si consideri per ogni angolo ϕ la differenza $\delta(\phi) = R_{\text{iso}}(\phi) - R_{\text{ell}}(\phi)$ tra la distanza dal centro dell'isofota del punto sull'ellisse e del punto sull'isofota (Figura 2.7). Si può scrivere $\delta(\phi)$ attraverso una serie di Fourier

$$\delta(\phi) = R_{\text{iso}}(\phi) - R_{\text{ell}}(\phi) = A_0 + \sum_{n=1}^{\infty} A_n \cos(n\phi) + \sum_{n=1}^{\infty} B_n \sin(n\phi) \quad (2.12)$$

dove A_0 rappresenta la differenza media tra il raggio dell'isofota e dell'ellissi ed i coefficienti di Fourier A_n e B_n sono calcolati nel seguente modo

$$A_n = \frac{1}{\pi} \int_0^{2\pi} R(\phi) \cos(n\phi) d\phi \quad (2.13)$$

$$B_n = \frac{1}{\pi} \int_0^{2\pi} R(\phi) \sin(n\phi) d\phi. \quad (2.14)$$

I coefficienti A_n e B_n , nel caso l'isofota sia un'ellisse perfettamente centrata sull'origine, sono tutti nulli. In caso contrario i primi otto coefficienti dell'espansione in serie sono tali per cui:

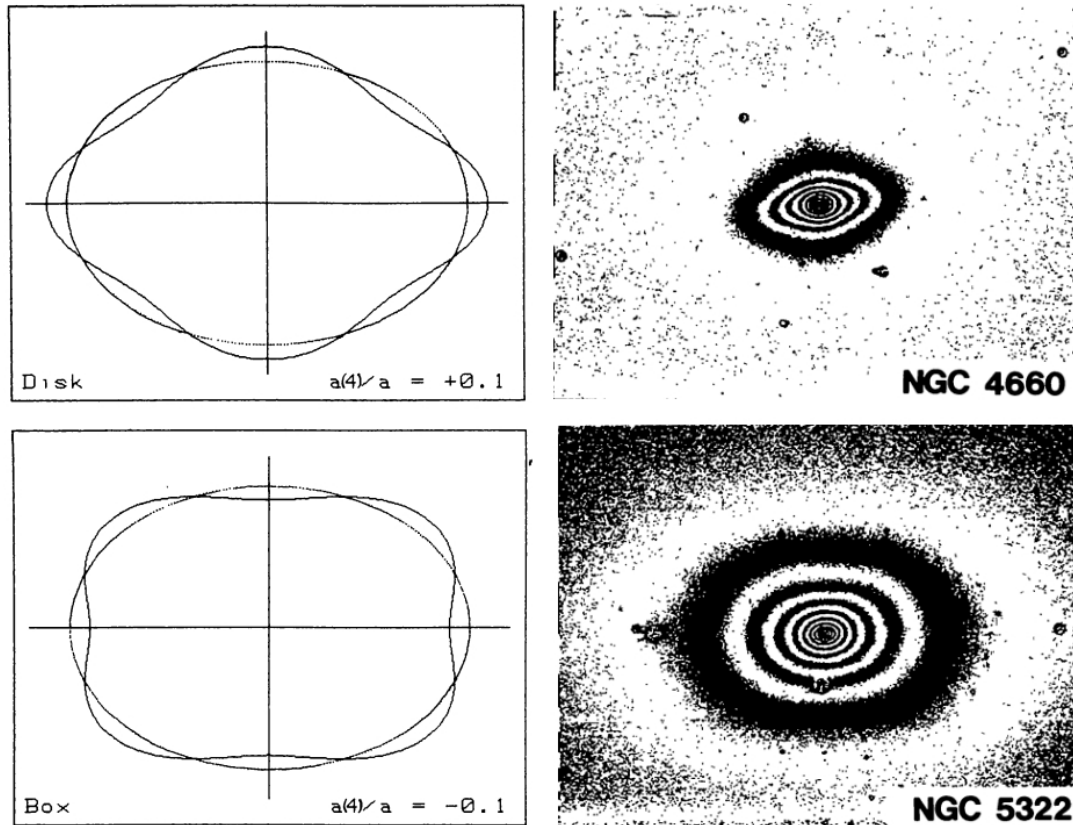


Figura 2.8: A sinistra in alto: un'isofota “a disco” e l’ellissi che meglio la interpola. Questa isofota è caratterizzata da un parametro $A_4 > 0$. A destra in alto: le isofote “a disco” osservate nella galassia NGC 4660. A sinistra in basso: un'isofota “a scatola” e l’ellissi che meglio la interpola. Questa isofota è caratterizzata da un parametro $A_4 < 0$. A destra in basso: le isofote “a scatola” osservate nella galassia NGC 5322. Tratto da Bender et al. (1998).

- A_1 rappresenta la differenza tra l’ascissa del centro dell’ellisse e quella del centro dell’isofota;
- B_1 rappresenta la differenza tra l’ordinata del centro dell’ellisse e quella del centro dell’isofota;
- A_2 rappresenta la differenza tra l’ellitticità dell’ellisse e quella dell’isofota;
- B_2 rappresenta la differenza tra l’angolo di posizione dell’ellisse e quello dell’isofota;
- A_3 descrive le deviazioni simmetriche rispetto all’asse delle ascisse;
- B_3 descrive le deviazioni simmetriche rispetto all’asse delle ordinate;

- A_4 descrive le deviazioni simmetriche rispetto ad entrambi gli assi;
- B_4 descrive le deviazioni simmetriche rispetto al centro.

Per l'individuazione dei dischi nucleari si studia il profilo radiale del coefficiente A_4 . Un'isofota che presenta una forma "a disco" (in inglese *disky*) è caratterizzata da un coefficiente $A_4 > 0$ (Figura 2.8), se invece presenta una forma "a scatola" (in inglese *boxy*) allora è descritta da un coefficiente $A_4 < 0$ (Figura 2.8). Nel primo caso le isofote hanno una forma più allungata lungo l'asse maggiore rispetto alla forma ellittica, nel secondo più schiacciata: quando vengono sovrapposte isofote di strutture con ellitticità diversa, come per esempio quelle di un disco nucleare e dello sferoide che lo ospita, le isofote risultanti hanno un $A_4 > 0$ (Scorza & Bender 1990). È così possibile determinare la presenza di un disco e studiarne i parametri fotometrici con un metodo di decomposizione che sfrutti questa variazione del profilo del coefficiente A_4 (Sezione 3.4). In Figura 2.5, a destra, viene mostrato un esempio di profilo radiale del coefficiente A_4 , ricavato dall'analisi dell'immagine simulata di NGC 4478 contenente un disco nucleare (cf. Sezione 3.3.4). Si può notare che esso è caratterizzato da un picco che è indice della presenza del disco.

In questa tesi l'interpolazione delle isofote con ellissi è stata eseguita tramite la procedura `ellipse` (Jedrzejewski 1987) contenuta nel pacchetto di programmi *Space Telescope Data Archive and Distribution Service* (STSDAS) di IRAF; essa effettua l'analisi di Fourier dei coefficienti contenuti espressi dall'Equazione 2.12.

È necessario fornire alla procedura i seguenti parametri in entrata:

- una stima delle coordinate del centro della galassia (x_0 , y_0) in pixel, dell'ellitticità (ϵ_0) e dell'angolo di posizione (PA_0) nel sistema di riferimento di `ellipse`, ovvero contato a partire dalla direzione del Nord verso quella dell'Est in senso antiorario;
- il punto zero del sistema fotometrico dell'immagine;
- la lunghezza del semiasse maggiore della prima isofota interpolata (`sma0`);
- la lunghezza minima e massima dei semiassi maggiori delle isofote interpolate (`minisma` e `maxisma`);
- si sceglie di interpolare le isofote procedendo con passo lineare, mantenendo il loro centro fisso, lasciando variare l'ellitticità e l'angolo di posizione durante l'interpolazione e ponendo il numero massimo di iterazioni pari a 100.

Dato che in questa tesi vengono utilizzate immagini simulate non è necessario applicare una maschera: infatti esse non contengono stelle di campo, bande di polvere o residui di raggi cosmici e quindi possono essere considerati tutti i *pixel* durante la procedura.

Il risultato è una tabella che contiene i parametri che descrivono la forma di ogni isofota interpolata, i relativi errori ed in particolare il parametro di `stop` che identifica la qualità dell'interpolazione per ogni isofota (Tabella 2.1). Esso può assumere i seguenti valori:

- 0: convergenza raggiunta;

Parametri	Significato
SMA	semiasse maggiore
INTENS	brillanza superficiale dell'isofota
INT-ERR	errore associato alla brillanza superficiale
RMS	scarto quadratico media riferito alla brillanza superficiale
ELLIP	ellitticità
ELLIP-ERR	errore associato all'ellitticità
PA	angolo di posizione del semiasse maggiore
PA-ERR	errore associato all'angolo di posizione
X0,Y0	coordinate del centro dell'ellisse
X0-ERR,Y0-ERR	errori associati alle coordinate del centro
TFLUX-E	flusso totale racchiuso dentro l'ellisse
NPIX-E	numero di <i>pixel</i> utili dentro l'ellisse
A3,B3	coefficienti A_3 e B_3
A4,B4	coefficienti A_4 e B_4
A3-ERR,B3-ERR	errori associati ai coefficienti A_3 e B_3
A4-ERR,B4-ERR	errori associati ai coefficienti A_4 e B_4
NITER	numero di iterazione
STOP	codice di stop

Tabella 2.1: Tabella dei principali parametri isofotali misurati da `ellipse`.

- 1: presenza di molti dati non utilizzabili per l'interpolazione;
- 2: numero di iterazioni superiore a quello massimo fissato;
- 3: numero di punti insufficienti per l'interpolazione;
- 4: risultato dell'interpolazione non accettabile;
- -1: processo di interpolazione interrotto prima del suo completamento.

Vengono considerate accettabili solo interpolazioni caratterizzate da un parametro di `stop` pari a 0 o 2.

Bisogna infine tenere conto del fatto che la procedura `ellipse` adotta una diversa conversione per i nomi dei coefficienti della serie di Fourier di $\delta(\phi)$ e precisamente

$$\delta(\phi) = A_0 + \sum_{n=1}^{\infty} A_n \sin(n\phi) + \sum_{n=1}^{\infty} B_n \cos(n\phi), \quad (2.15)$$

pertanto quando si va ad analizzare il profilo radiale del coefficiente A_4 di una galassia è necessario considerare il parametro B_4 fornito da `ellipse`.

Capitolo 3

Costruzione e analisi fotometrica di immagini simulate di galassie con disco stellare nucleare

In questo capitolo viene presentato il procedimento adoperato per costruire le immagini simulate, di cui viene anche effettuata l'analisi fotometrica. Nella Sezione 3.1 viene riportata una descrizione delle informazioni necessarie e del programma utilizzato per creare le immagini. Nella Sezione 3.2 sono esposti i criteri secondo cui è stata scelta la galassia di riferimento per i modelli, della quale viene fornita una descrizione. Essa risulterà essere NGC 4478. Nella Sezione 3.3 viene esposto il procedimento utilizzato per costruire l'immagine simulata di tale galassia, creata in modo che sia il più possibile simile all'immagine reale di NGC 4478. Infine nella Sezione 3.4 viene descritto il metodo di decomposizione fotometrica di Scorza-Bender (Scorza & Bender 1990), che viene poi applicato all'immagine ottenuta in Sezione 3.3.

3.1 Metodo per la costruzione di immagini simulate di galassie con disco nucleare

Allo scopo di costruire le immagini sono necessarie una serie di informazioni in merito alla strumentazione considerata per simulare l'osservazione, al modello di funzione di allargamento utilizzato per convolvere le immagini e ai modelli fotometrici assunti per le componenti della galassia.

Innanzitutto bisogna definire una configurazione strumentale (telescopio, camera e filtro) per poter costruire e analizzare le immagini simulate come se fossero reali (Sezione 3.1.1). Si ha così una scala di riferimento in arcsec pixel^{-1} per poter trasformare i raggi espressi in pixel in secondi d'arco (e viceversa) e un filtro di riferimento per ricavare la costante di calibrazione e riportare le brillanze superficiali espresse in conteggi pixel^{-1} in mag arcsec^{-2} (e viceversa), una volta assunto un sistema fotometrico e il suo punto zero. Inoltre, conoscendo le caratteristiche di telescopio, camera e filtro, è possibile creare

l'immagine della funzione di allargamento con cui convolvere le immagini (Sezione 3.1.2). Poiché si è intenzionati a riprodurre osservazioni come se fossero fatte dallo spazio e non da terra, non è necessario tenere conto della turbolenza atmosferica.

Si procede quindi assumendo un modello fotometrico per le componenti della galassia ospite. Per poter analizzare la rivelabilità dei dischi stellari nucleari è necessario introdurre nell'immagine almeno due componenti: uno sferoide (per le galassie a disco) o una galassia ellittica (Sezione 3.1.3) e un disco nucleare (Sezione 3.1.4). In linea di principio potrebbero essere aggiunte altre strutture, come un disco esterno, una barra, un anello o altro, tuttavia esse complicherebbero il modello. Di fatto il requisito essenziale ai fini dell'analisi di questa tesi è di avere uno sferoide (o galassia ellittica) in cui sia contenuto un disco stellare nucleare.

Tutte queste informazioni devono essere poi inserite nel programma, descritto in Sezione 3.1.5, che costruisce le immagini. Esso somma i contributi in brillantezza superficiale di sferoide (o galassia ellittica) e disco nucleare, convolve l'immagine con la funzione di allargamento e aggiunge il rumore, il quale è composto da una componente poissoniana, una legata al rumore del cielo e una al rumore di lettura.

3.1.1 Definizione della configurazione strumentale

La maggior parte delle analisi fotometriche condotte allo scopo di studiare i nuclei galattici è stata fatta utilizzando immagini acquisite con la strumentazione di HST. Infatti, grazie alla sua ottima risoluzione spaziale, è possibile esaminare le regioni centrali delle galassie fino a scale di circa 10 pc (a.e. Kormendy et al. 1994; Lauer et al. 1995, 2005; Carollo et al. 1997; Pizzella et al. 2002; Morelli et al. 2004, 2010; Ferrarese et al. 2006). Si è quindi deciso di costruire le immagini simulate come se fossero state ottenute con HST.

Per realizzare le immagini simulate è stata considerata la galassia NGC 4478, come verrà spiegato nella Sezione 3.2, e sono stati utilizzati dei valori per i parametri fotometrici di galassia e disco nucleare ricavati da studi rispettivamente di Ferrarese et al. (2006) e Morelli et al. (2010), basati su osservazioni condotte con la *Advanced Camera for Surveys* (ACS) nel *Wide Field Channel* (WFC) con il filtro F475W. Si è scelto dunque di considerare la medesima configurazione strumentale al fine di non introdurre errori nella conversione dei parametri.

ACS di HST è uno strumento di terza generazione per fotometria ad alta precisione ed è stata installata nel marzo del 2002, durante la missione di manutenzione 3B di HST, al posto della *Faint Object Camera* (FOC). Il suo disegno ottico comprende due canali principali: uno per il WFC (Figura 3.1) e uno condiviso fra l'*High Resolution Channel* (HRC) e il *Solar Blind Channel* (SBC):

- WFC ha un campo di vista di $202 \text{ arcsec} \times 202 \text{ arcsec}$, è caratterizzata da una scala di $0.049 \text{ arcsec pixel}^{-1}$ e copre un intervallo in lunghezza d'onda da 3500 \AA a 11000 \AA grazie a 16 filtri. Tra di essi vi è il filtro F475W, caratterizzato da una lunghezza d'onda centrale pari a 4744.4 \AA , una lunghezza d'onda al picco di 4999.9 \AA , una

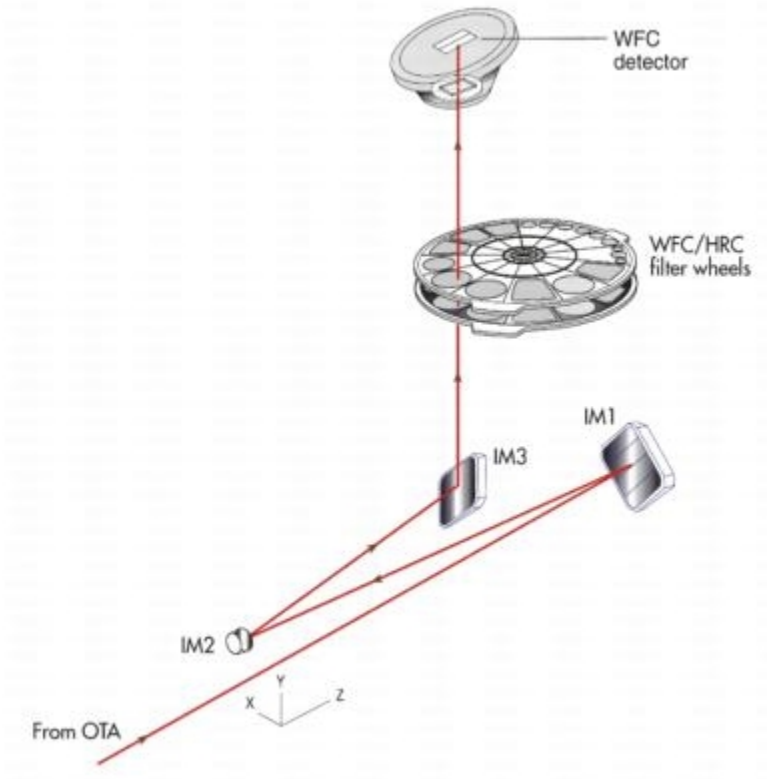


Figura 3.1: Disegno ottico della camera ACS di HST nel WFC. Le frecce mostrano il cammino ottico del fascio di luce, che viene deviato dai tre specchi IM1, IM2 e IM3 necessari alla correzione dell'aberrazione dello specchio primario, passa attraverso le ruote di filtri (*filter wheels*) e viene focalizzato sul CCD (*WFC detector*). Tratto da Gonzaga (2014).

larghezza di banda di 1800 \AA e un massimo di trasmissione del 91.37% misurato in laboratorio prima della messa in orbita;

- HRC ha un campo di vista di $29 \text{ arcsec} \times 26 \text{ arcsec}$, è caratterizzata da una scala di $0.027 \text{ arcsec pixel}^{-1}$ e copre un intervallo in lunghezza d'onda da 1700 \AA a 11000 \AA grazie a 22 filtri;
- SBC ha un campo di vista di $36.4 \text{ arcsec} \times 30.5 \text{ arcsec}$, è caratterizzata da una scala di $0.032 \text{ arcsec pixel}^{-1}$ e copre un intervallo in lunghezza d'onda da 1150 \AA a 1700 \AA grazie a 8 filtri.

Ogni canale ha delle ottiche correttive per compensare all'aberrazione sferica di HST. Il canale di WFC è equipaggiato con due ruote di filtri che condivide con HRC (che al momento però non è operativa).

3.1.2 Modello della funzione di allargamento

La funzione di allargamento, o PSF (dall'inglese *Point Spread Function*), definisce la probabilità che la luce, proveniente da una oggetto puntiforme e passante attraverso l'atmosfera e il sistema ottico, raggiunga il rivelatore ad una certa distanza dalla posizione dell'immagine della sorgente. Ne risulta così un allargamento dell'immagine dell'oggetto, che da puntiforme diventa estesa. Definito $P(x, y)$ il punto in cui la luce colpirebbe il rivelatore se l'allargamento fosse nullo, $P'(x', y')$ il punto in cui la luce arriva realmente, $I(x, y)$ la brillantezza superficiale intrinseca della sorgente e $I_{\text{oss}}(x', y')$ quella osservata in $P'(x', y')$, vale la seguente relazione:

$$I_{\text{oss}}(x', y') = \int_{-\infty}^{+\infty} \int_{-\infty}^{+\infty} PSF(x - x', y - y') I(x, y) dx' dy' \quad (3.1)$$

Quindi la brillantezza superficiale osservata si ottiene dalla convoluzione di quella intrinseca con la funzione di allargamento. Poiché i dischi stellari nucleari sono delle strutture di dimensioni ridotte e la loro brillantezza superficiale è caratterizzata da un declino rapido, è fondamentale tenere conto dell'effetto di allargamento e convolvere tutte le immagini simulate con la PSF.

Grazie all'assenza di atmosfera, la PSF di HST non è influenzata dagli effetti della turbolenza atmosferica e viene determinata solo dall'apertura finita del telescopio e dal cammino ottico della luce fino al rivelatore. Una buona approssimazione di tale figura di PSF si ottiene utilizzando il pacchetto `Tiny Tim`¹ di IRAF (Krist & Hook 2004; Krist et al. 2011).

Il programma opera in diverse fasi, a seconda dello strumento utilizzato per l'osservazione. Nel caso della camera ACS è necessario far girare tutte e tre le procedure, elencate in seguito, contenute nel pacchetto.

- `tiny1`: genera un *file* nel quale vengono salvati i parametri in entrata richiesti, in seguito elencati:
 - lo strumento di HST utilizzato;
 - il *chip* usato;
 - le coordinate in pixel del centro della figura di PSF;
 - il filtro adoperato;
 - un modello di spettro di riferimento selezionabile da una lista;
 - la dimensione dell'immagine;
 - il *defocus* dello specchio secondario in μm .

¹`Tiny Tim` è scaricabile dal sito <http://www.stsci.edu/hst/observatory/focus/TinyTim> oppure può essere utilizzato direttamente dal medesimo sito *web*, nel quale è messa a disposizione un'interfaccia in cui inserire i dati della configurazione strumentale.

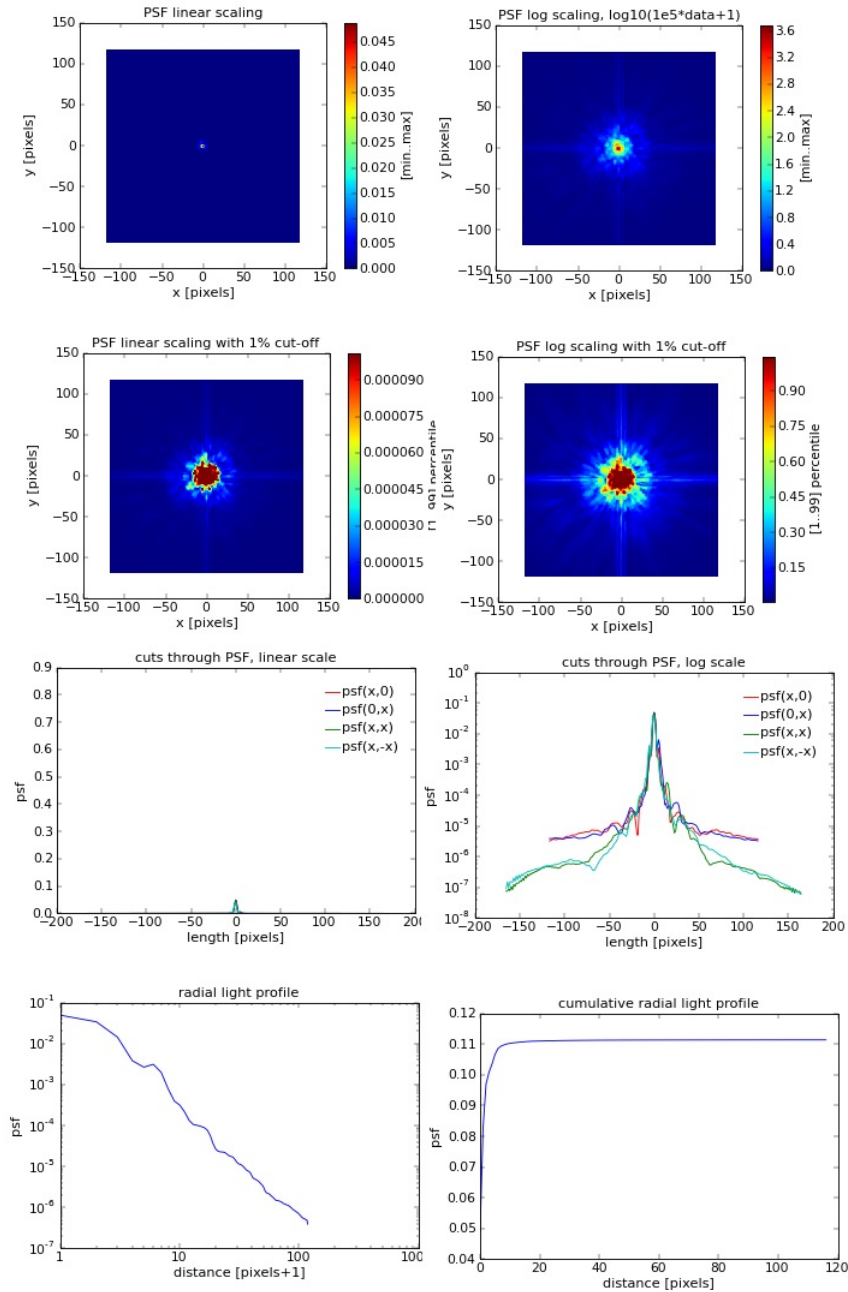


Figura 3.2: Figure create da Tiny Tim nel caso della PSF non distorta e con i parametri in entrata elencati nella Sezione 3.1.2. Prima riga: figura di PSF visualizzata in scala lineare (a sinistra) e in scala logaritmica (a destra). Seconda riga: figura di PSF visualizzata in scala lineare (a sinistra) e in scala logaritmica (a destra), entrambe con un taglio all'1% del valore del picco, ovvero si utilizza l'intera gamma dei colori per rappresentare solo l'intensità della PSF che va da zero all'1% del picco. Terza riga: grafici che mostrano l'andamento della PSF lungo diverse direzioni dell'immagine in scala lineare (a sinistra) e in scala logaritmica (a destra). Quarta riga: profilo radiale (a sinistra) e profilo cumulativo di luminosità della PSF (a destra).

Lo strumento qui considerato è la camera ACS nella modalità WFC con il filtro F475W. È stato selezionato il *Chip1* e sono stati forniti i valori (1000,1000) per le coordinate del centro. Come spettro di riferimento è stato scelto quello di una stella G2V. La dimensione dell'immagine è stata fissata pari a 3 arcsec per non troncatura la PSF quando la sua intensità è ancora rilevante e per il *defocus* è stato selezionato il valore suggerito di 0.0 μm .

- **tiny2**: costruisce l'immagine di PSF salvandola formato `.fits`. Esso viene eseguito in maniera automatica qualora si utilizzi l'interfaccia disponibile sul sito.
- **tiny3**: questa parte del programma è utilizzata solo nel caso in cui si considerino le camere WFC3 e ACS. Quest'ultima è posta lontano dall'asse ottico di HST e quindi è soggetta ad una distorsione geometrica significativa, che non viene corretta dalle ottiche interne alla camera. A causa di ciò la proiezione del campo di vista in cielo appare come un rettangolo deformato con una diagonale più lunga dell'altra. Quindi non è sufficiente generare una figura di PSF non distorta, ma ne viene prodotta anche una distorta con **tiny3**, che può essere utilizzata per convolvere immagini simulate per riprodurre il risultato di una vera osservazione di HST con ACS.

In uscita il programma restituisce `result00.fits` che è l'immagine della PSF distorta, `result00_psf.fits` che è quella della PSF non distorta generata da **tiny2**, vari *file* di testo contenenti parametri forniti in **tiny1** e dati in uscita dalla procedura, e una serie riassuntiva di figure sia per la PSF non distorta (Figura 3.2) che per quella distorta. Per quanto detto prima, se si vuole ottenere un'immagine simulata grezza di ACS bisogna convolvere l'immagine con la PSF distorta. Invece se si vuole ottenerne una come quelle contenute nell'*Hubble Legacy Archive* (HLA)², che hanno subito un processo di riduzione, si deve convolvere l'immagine con la PSF non distorta. In questa tesi è stata considerata quindi la PSF non distorta.

L'HLA è un progetto congiunto tra *Space Telescope Science Institute* (STScI), *Space Telescope European Coordinating Facility* (ST_ECF) e *Canadian Astronomy Data Center* (CADC) che apporta miglioramenti significativi all'archiviazione delle immagini, aumentandone la portata scientifica. Le immagini delle camere ACS, WFPC2 e NIMCOS sono disponibili già ridotte, orientate col Nord in alto e l'Est a sinistra, corrette astrometricamente in circa l'80% dei casi e tutte in unità di $e^- \text{pixel}^{-1} \text{s}^{-1}$. Diversamente rispetto alle immagini contenute in HLA, quelle costruite in questa tesi sono in unità di ADU pixel^{-1} .

In seguito all'operazione di convoluzione, nelle immagini simulate si è creata una sorta di asimmetria rispetto all'asse maggiore del disco nelle regioni centrali, visibile sia tracciando le isofote sia nelle immagini di *unsharp masking* (Figura 3.3). È stato supposto che ciò sia dovuto ad un'asimmetria visibile nella PSF utilizzata, che si ripercuote sull'immagine durante la convoluzione. Tuttavia nell'immagine utilizzata da Ferrarese et al. (2006) e Morelli et al. (2010) non è stato riscontrato un tale comportamento. Dato che essa è stata ottenuta dalla combinazione di due immagini, è stato supposto che questa operazione possa aver ridotto il problema in quella finale.

²HLA è disponibile al sito <http://hla.stsci.edu/>

Poiché i dischi nucleari si trovano proprio nella regione centrale della galassia, tutto ciò avrebbe potuto rendere difficile e influenzare l'analisi successiva. Si è dunque deciso di costruire l'immagine della funzione di allargamento con la procedura `mkgauss`, contenuto nel pacchetto `stdas` di IRAF, e di adoperare il valore della larghezza a metà altezza (FWHM, acronimo di *Full Width at Half Maximum*) ricavato interpolando con una gaussiana la PSF ottenuta con `Tiny Tim`. L'interpolazione è eseguita con la procedura `imexam` di IRAF, che ha restituito un valore di $\text{FWHM} = 3.18$ pixel.

La procedura `mkgauss` fornisce un'immagine di una gaussiana bidimensionale descritta da

$$f(x, y) = \frac{1}{2\pi\sigma_x\sigma_y} e^{-\left[\frac{(x-\mu_x)^2+(y-\mu_y)^2}{2\sigma_x\sigma_y}\right]} \quad (3.2)$$

dove σ_x e σ_y sono gli scarti quadratici medi, mentre μ_x e μ_y sono rispettivamente la media lungo x e lungo y . Il fattore moltiplicativo davanti all'esponenziale è chiamato fattore di normalizzazione ed è definito in modo tale che il volume sotteso dalla gaussiana sia unitario

$$V = \int_{-\infty}^{+\infty} \int_{-\infty}^{+\infty} f(x, y) dx dy = 1. \quad (3.3)$$

Poiché dal calcolo dell'integrale doppio si ottiene $V = 2\pi I_0 \sigma_x \sigma_y$, si ricava il fattore di normalizzazione come

$$I_0 = \frac{1}{2\pi\sigma_x\sigma_y}. \quad (3.4)$$

Inoltre lo scarto quadratico medio è legato alla FWHM dalla seguente relazione

$$\text{FWHM} = 2.355 \sigma \quad (3.5)$$

Sono richiesti in entrata i seguenti parametri:

- il nome dell'immagine in uscita;
- la dimensione dell'immagine di PSF in pixel lungo x e lungo y ;
- le coordinate del centro dell'immagine di PSF (x_0, y_0) , che si inseriscono nell'Equazione 3.2 in (μ_x, μ_y) ;
- il fattore di normalizzazione;
- i due valori degli scarti quadratici medi σ_x e σ_y ;
- il valore della FWHM lungo x e y .

È stata considerata la medesima dimensione dell'immagine di PSF costruita con `Tiny Tim`, ovvero pari a 3 arcsec. Utilizzando la scala della camera ACS, pari a 0.049 arcsec pixel⁻¹, si sarebbe ottenuta un'immagine di dimensione 61.22 pixel × 61.22 pixel. Dato che si voleva che il picco della PSF fosse esattamente sul *pixel* centrale, è stata adottata come

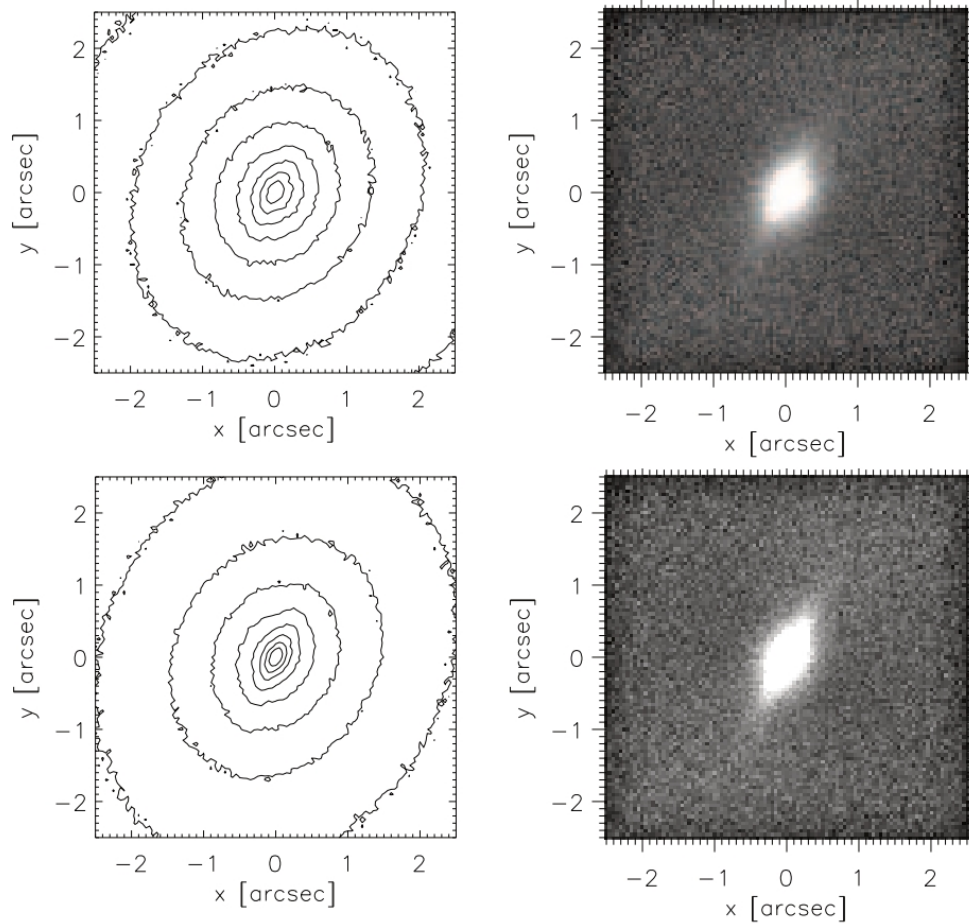


Figura 3.3: Isofote (a sinistra) e immagini di *unsharp masking* (a destra) ricavate da un'immagine simulata in cui è presente un disco nucleare caratterizzato da un raggio di scala che è la metà rispetto a quello del disco realmente presente nella galassia scelta come modello (cf. Sezione 4.2). Le isofote sono caratterizzate da un valore di brillantezza superficiale che va dal 90% al 20% di quello centrale con un passo del 10%. Prima riga: immagini ricavate dall'immagine simulata convoluta con la PSF generata da **Tiny Tim** dove si può notare l'asimmetria. Seconda riga: immagini ricavate dall'immagine simulata convoluta con la PSF costruita con **mkgauss** dove si vede che l'asimmetria non è presente.

dimensione $61 \text{ pixel} \times 61 \text{ pixel}$ e quindi di conseguenza le coordinate del centro sono state fissate al *pixel* $(x_0, y_0) = (31, 31)$.

Poiché l'intento è quello di ottenere una gaussiana circolare, i valori di FWHM lungo x e lungo y coincidono, così come quelli dei corrispondenti scarti quadratici medi. Questi ultimi sono stati calcolati con l'Equazione 3.5, dalla quale è stato ricavato un valore di $\sigma_x = \sigma_y = 1.35 \text{ pixel}$. Infine è stato possibile derivare la costante di normalizzazione con l'Equazione 3.4 ottenendo $I_0 = 0.0873 \text{ ADU pixel}^{-1}$.

Convolvere le immagini simulate con l'immagine di PSF appena ottenuta, si può notare che l'asimmetria non si presenta più (Figura 3.3).

3.1.3 Modello fotometrico della galassia ospite

Per costruire il modello fotometrico della galassia ospite è stata considerata la legge di Sérsic, o legge $r^{1/n}$. Essa è stata proposta da Sérsic (1968) e costituisce una generalizzazione della legge $r^{1/4}$ di de Vaucouleurs (1948). È stata utilizzata di frequente per interpolare i profili di brillantezza superficiale di galassie ellittiche (Graham & Guzmán 2003), di sferoidi di galassie a disco (Andredakis et al. 1995; Prieto et al. 2001; Aguerri et al. 2004; Möllenhoff 2004) e di galassie ellittiche nane (Binggeli & Jerjen 1998; Aguerri et al. 2005b; Graham & Guzmán 2003). Viene formulata nel seguente modo

$$I(r) = I_e e^{-b_n[(r/r_e)^{1/n} - 1]} \quad (3.6)$$

dove

- r_e è il raggio efficace, ovvero il raggio che racchiude metà della luce totale della galassia o dello sferoide;
- I_e è la brillantezza superficiale efficace, cioè la brillantezza superficiale ad $r = r_e$;
- n è il parametro di forma del profilo: ad esempio se $n = 0.5$ si ottiene un profilo gaussiano, se $n = 1$ si ottiene un profilo esponenziale, se $n = 4$ si ottiene la legge di de Vaucouleurs;
- la costante b_n viene scelta in modo che r_e sia il raggio efficace. Essa non costituisce un parametro libero in quanto è funzione di n ed è possibile calcolarla per via numerica. In questa tesi viene utilizzata l'approssimazione $b_n = 2n - 0.324$ derivata da Graham et al. (2003).

La legge di Sérsic ha quindi tre parametri liberi: r_e , I_e e n . La brillantezza superficiale centrale si può ottenere direttamente da quella efficace

$$I_0 = I_e e^{b_n}. \quad (3.7)$$

L'Equazione 3.6 può essere riformulata anche nel seguente modo

$$I(r) = I_e 10^{-b_n[(r/r_e)^{1/n} - 1]} \quad (3.8)$$

dove la costante b_n assume la seguente espressione $b_n = 0.868n - 0.142$ (Caon et al. 1993).

Se si esprime la brillantezza superficiale in mag arcsec⁻², la legge di Sérsic diventa

$$\mu(r) = \mu_e + 1.086b_n[(r/r_e)^{1/n} - 1] \quad (3.9)$$

dove $\mu_e = -2.5 \log I_e$.

Nel caso di isofote circolari, integrando l'Equazione 3.6, come descritto da Graham & Driver (2005), si ottiene la luminosità della galassia ospite entro il raggio r

$$L(< r) = \int_0^r 2\pi I(r') r' dr' \quad (3.10)$$

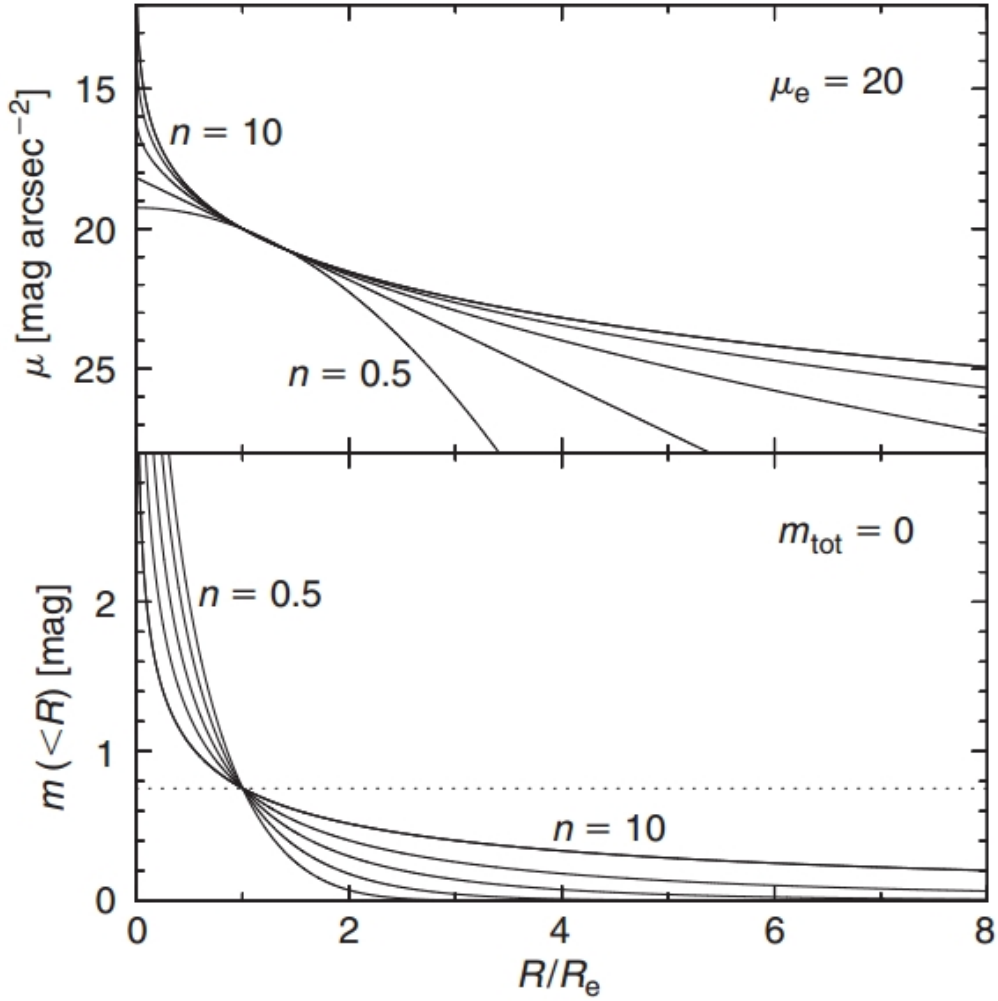


Figura 3.4: In alto: profili di brillantezza superficiale derivati dall'Equazione 3.9 per $n = 0.5, 1, 2, 4$ e 10 . I profili sono stati normalizzati a $\mu_e = 20$ mag arcsec $^{-2}$. In basso: profili di magnitudine d'apertura ricavati da Equazione 3.15, normalizzati in modo che la magnitudine totale sia uguale a zero. La linea a puntini è posta a 0.75 mag dalla magnitudine totale e corrisponde alla metà della luminosità totale. Tratto da Graham & Driver (2005).

dalla quale si ricava, dopo aver sostituito $x = b_n(r/r_e)^{1/n}$

$$L(< r) = 2\pi n I_e r_e^2 \frac{e^{b_n}}{(b_n)^{2n}} \gamma(2n, x) \quad (3.11)$$

dove $\gamma(2n, x)$ è la funzione Gamma incompleta di Eulero definita da

$$\gamma(2n, x) = \int_0^x e^{-t} t^{2n-1} dt. \quad (3.12)$$

Sostituendo $\gamma(2n, x)$ con $\Gamma(2n)$ nell'Equazione 3.11 si può derivare la luminosità totale (Ciotti 1991). Quindi la costante b_n è definita in modo tale che

$$\Gamma(2n) = \gamma(2n, x) \quad (3.13)$$

dove $\Gamma(2n)$ è la funzione Gamma completa di Eulero.

La luminosità totale si ottiene integrando il profilo di Sérsic dell'Equazione 3.6 come segue

$$L_T = \int_0^\infty 2\pi I(r') r' dr' = \frac{2\pi n I_e r_e^2 \Gamma(2n) e^{b_n}}{(b_n)^{2n}}. \quad (3.14)$$

Dall'Equazione 3.11 si può ricavare il profilo radiale della magnitudine d'apertura, ovvero della magnitudine integrata entro un certo r

$$m(< r) = \mu_e - 5 \log r_e - 2.5 \log \left[\frac{e^{b_n}}{(b_n)^{2n}} \gamma(2n, x) \right] \quad (3.15)$$

che tende asintoticamente alla magnitudine totale apparente m_{tot} con r che tende a infinito e, conseguentemente, $\gamma(2n, x)$ tende a $\Gamma(2n)$.

Nel caso di isofote ellittiche con rapporto assiale (b/a), la luminosità integrata entro un certo raggio r diventa

$$L(< r) = 2\pi n I_e r_e^2 (b/a) \frac{e^{b_n}}{(b_n)^{2n}} \gamma(2n, x) \quad (3.16)$$

mentre per la luminosità totale si ha

$$L_T = \frac{2\pi n I_e r_e^2 (b/a) \Gamma(2n) e^{b_n}}{(b_n)^{2n}}. \quad (3.17)$$

3.1.4 Modello fotometrico del disco stellare nucleare

Il modello fotometrico del disco stellare nucleare è stato costruito utilizzando la legge esponenziale introdotta da Freeman (1970). Essa è espressa come segue

$$I(r) = I_0 e^{-r/h} \quad (3.18)$$

dove

- I_0 è la brillantezza superficiale centrale a $r = 0$;
- h è il raggio di scala, ovvero il raggio al quale la brillantezza superficiale centrale decresce di un fattore $1/e$.

Se si esprime la brillantezza superficiale in mag arcsec^{-2} , l'Equazione 3.18 diviene

$$\mu(r) = \mu_0 + 1.086(r/h) \quad (3.19)$$

con $\mu_0 = -2.5 \log I_0$.

Integrando la legge esponenziale, nel caso di isofote circolari, si può ottenere la luminosità del disco nucleare entro un certo raggio r

$$L(< r) = \int_0^r 2\pi I(r')r' dr' = 2\pi I_0 h^2 \left[1 - e^{-r/h} \left(1 + \frac{r}{h} \right) \right] \quad (3.20)$$

e analogamente si ottiene la luminosità totale facendo tendere l'estremo superiore di integrazione ad infinito

$$L_T = \int_0^\infty 2\pi I(r')r' dr' = 2\pi I_0 h^2 \quad (3.21)$$

Nel caso di isofote ellittiche con rapporto assiale (b/a), la luminosità integrata entro un certo raggio r diventa

$$L(< r) = 2\pi I_0 h^2 (b/a) \left[1 - e^{-r/h} \left(1 + \frac{r}{h} \right) \right] \quad (3.22)$$

mentre per la luminosità totale si ha

$$L_T = 2\pi I_0 h^2 (b/a) \quad (3.23)$$

Se il disco è infinitamente sottile allora $(b/a) = \cos(i)$, dove i è l'inclinazione del disco rispetto alla linea di vista.

3.1.5 Costruzione delle immagini simulate

Le immagini simulate sono state ottenute con una procedura scritta in linguaggio *Interactive Data Language* (IDL³) da Jairo Méndez-Abreu (2008) e Luca Costantin (comunicazione privata), e riadattata per gli scopi di questa tesi. Con tale procedura è possibile generare delle immagini di galassie composte da un disco e uno sferoide. Essa è composta da due file: `models.txt` e `models.pro`.

Il file `models.txt` contiene alcuni dei parametri in entrata utilizzati dal programma per costruire i modelli:

- numero di modelli da creare;
- dimensione dell'immagine lungo gli assi x e y ;
- posizione del centro della galassia (x_c, y_c) ;
- scala dell'immagine in arcsec pixel⁻¹;
- il parametro `flagFFT` permette di decidere se si vuole che la convoluzione dell'immagine con la PSF sia fatta tramite la *Fast Fourier Transform* (FFT) (`flagFFT = 0`), oppure se si vuole che sia calcolata tramite integrale (`flagFFT = 1`);

³IDL è distribuito da ITT *Visual Information Solution*.

- il parametro `flagPSF` permette di utilizzare una funzione di allargamento gaussiana (`flagPSF = 0`), oppure una moffattiana (`flagPSF = 1`), oppure un'immagine di PSF fornita al programma (`flagPSF = 2`). Nei primi due casi è la procedura stessa che genera le immagini;
- il parametro `psfimm` richiede il nome dell'immagine della PSF nel caso in cui il parametro `flagPSF = 2`;
- il parametro `beta` richiede in input il valore del parametro β della funzione di Moffat se `flagPSF = 1`, altrimenti si assume `beta = 0`;
- il parametro `seeing` richiede il valore della FWHM della gaussiana circolare in pixel nel caso in cui si consideri `flagPSF = 0`;
- il valore del rumore di lettura in elettroni;
- il valore del guadagno del CCD, in $e^- \text{ADU}^{-1}$ (*Analog-to-Digital Unit*);
- il valore della brillantezza superficiale del cielo in conteggi pixel^{-1} .

Il `file models.pro` costituisce il programma vero e proprio e si divide in tre parti: la funzione `psf_construct` e le procedure `models` e `bulmod_nos`. La funzione `psf_construct` genera l'immagine della funzione di allargamento nel caso in cui il parametro `flagPSF` sia pari a 0 oppure a 1. Per ottenere una PSF gaussiana circolare viene utilizzata la seguente espressione

$$G(r) = \frac{1}{2\sigma^2\pi} e^{-\frac{1}{2}\left(\frac{r}{\sigma}\right)^2} \quad (3.24)$$

dove r è il raggio in coordinate polari:

$$r = \sqrt{x^2 + y^2} \quad (3.25)$$

σ è lo scarto quadratico medio dato da:

$$\sigma = \frac{\text{FWHM}}{2\sqrt{2\log 2}} \quad (3.26)$$

e la FWHM deve essere inserita nel `file` in entrata, in corrispondenza del parametro `seeing`. Per costruire una PSF moffattiana circolare si usa

$$M(r) = \left[\frac{\beta - 1}{\pi\alpha^2} \right] \cdot \left[1 + \left(\frac{r}{\alpha} \right)^2 \right]^{-\beta} \quad (3.27)$$

dove α e β sono due costanti (Moffat 1969).

Nella procedura `models` vengono letti i valori contenuti nel `file models.txt` e vengono definiti quelli dei parametri utilizzati per costruire i modelli di sferoide e disco. Poiché è stata adottata una legge di Sérsic per il profilo di brillantezza superficiale dello sferoide e una legge esponenziale per quello del disco, tali parametri sono il raggio efficace, la brillantezza

superficiale efficace e l'indice di Sérsic per lo sferoide, il raggio di scala e la brillantezza superficiale centrale per il disco. Inoltre sono richiesti l'ellitticità della galassia o della sferoide ospite, il coseno dell'inclinazione del disco e l'angolo di posizione per entrambi. È possibile scrivere i valori direttamente in `models` oppure inserirli tramite un *file* fornito in entrata al programma.

La procedura `bulmod_nos` costruisce le immagini simulate. Si assume che la distribuzione di brillantezza superficiale della galassia sia data dalla somma dei contributi di uno sferoide e di un disco. Entrambi sono caratterizzati da isofote concentriche ed ellittiche, con ellitticità ed angoli di posizione costanti, che possono essere uguali oppure differenti nelle due componenti. Si considera il sistema di coordinate (ξ, η, ς) con origine nel centro della galassia. L'asse ξ è parallelo alla direzione dell'ascensione retta e punta a Ovest, l'asse η è parallelo alla direzione della declinazione e punta verso il Nord ed infine l'asse ς è diretto lungo la linea di vista verso l'osservatore. Quindi il piano del cielo è definito dal piano (ξ, η) . Si adotta quindi la legge di Sérsic (1968) per descrivere la brillantezza superficiale dello sferoide:

$$I_b(\xi, \eta) = I_e 10^{-b_n[(r_b/r_e)^{1/n}-1]} \quad (3.28)$$

dove r_e , I_e e n sono rispettivamente il raggio efficace, la brillantezza superficiale efficace e il parametro di forma che descrive la curvatura del profilo di brillantezza superficiale. Come detto in precedenza, la costante b_n viene calcolata per via numerica ed in questo caso si usa la seguente approssimazione (Caon et al. 1993)

$$b_n = 0.868n - 0.142. \quad (3.29)$$

Le isofote dello sferoide (o della galassia ellittica) sono ellissi centrate in (ξ_0, η_0) , con un angolo di posizione costante PA_b ed ellitticità costante $\epsilon_b = 1 - q_b$, dove q_b è il rapporto assiale. Il raggio r_b è dato da

$$r_b = [(-(\xi - \xi_0) \sin PA_b + (\eta - \eta_0) \cos PA_b)^2 - ((\xi - \xi_0) \cos PA_b + (\eta - \eta_0) \sin PA_b)^2 / q_b^2]^{1/2}. \quad (3.30)$$

Per descrivere la brillantezza superficiale del disco si utilizza la legge esponenziale (Freeman 1970)

$$I_d(\xi, \eta) = I_0 e^{-r_d/h} \quad (3.31)$$

dove I_0 e h sono rispettivamente la brillantezza superficiale centrale ed il raggio di scala del disco. Le isofote del disco sono ellissi centrate in (ξ_0, η_0) , con un angolo di posizione costante PA_d ed ellitticità costante $\epsilon_d = 1 - q_d$, dove q_d è il rapporto assiale. L'inclinazione del disco si calcola con $i = \arccos(q_d)$ e il raggio r_d è dato da

$$r_d = [(-(\xi - \xi_0) \sin PA_d + (\eta - \eta_0) \cos PA_d)^2 - ((\xi - \xi_0) \cos PA_d + (\eta - \eta_0) \sin PA_d)^2 / q_d^2]^{1/2}. \quad (3.32)$$

Le immagini vengono poi convolute con la PSF. Come detto in precedenza, la convoluzione può essere fatta tramite la FFT (`flagFFT = 0`), oppure ottenuta tramite integrale

(`flagFFT = 1`). Nel primo caso si procede calcolando la trasformata di Fourier sia dell'immagine che della PSF. In seguito si esegue il prodotto tra le due e si calcola l'antitrasformata del risultato. L'operazione viene eseguita tramite la funzione `convolve_j` di IDL. Nel secondo caso si utilizza invece la funzione `CONVOL` di IDL. In essa è considerata la matrice dell'immagine (A), che in generale può essere una matrice $n \times m$, e quella della PSF (K), che è una matrice quadrata $k \times k$. Se la *keyword* `CENTER = 0`, la matrice risultato della convoluzione (R) è calcolata nel seguente modo

$$R_{t,u} = \frac{1}{S} \sum_{i=0}^{k-1} \sum_{j=0}^{k-1} A_{t+i-k/2} K_j \quad (3.33)$$

se $\frac{k}{2} \leq t \leq n - \frac{k}{2} - 1$, altrimenti $R = 0$. S è un fattore scalare. Se la *keyword* `CENTER = 1` si utilizza sempre la stessa espressione, ma gli indici $t - i$ e $u - j$ sono sostituiti da $t + i - k/2$ e $u + j - k/2$.

Infine si aggiunge il rumore, che è composto dai contributi poissoniano, di lettura e del cielo. Esso è così espresso all'interno del programma:

$$R(x, y) = [I(x, y) \cdot G + I_{\text{sky}} \cdot G + RON^2]^{1/2} \quad (3.34)$$

dove G è il guadagno, $I(x, y)$ sono i conteggi dei *pixel* dell'immagine, I_{sky} quelli del cielo e RON è il rumore di lettura. Per fare in modo che il rumore sia aggiunto in maniera casuale e che vari da *pixel* a *pixel*, si moltiplica $R(x, y)$ per una serie di numeri casuali, tratti da una distribuzione normale gaussiana di media zero e scarto quadratico medio pari a uno. Infine si divide per il guadagno e si aggiunge il rumore così ottenuto all'immagine.

In uscita il programma restituisce le immagini simulate di estensione `.fits`, ognuna con il proprio descrittore, e un *file* contenente tutti i parametri con cui sono stati costruiti i modelli.

3.2 Scelta della galassia ospite di riferimento

La galassia scelta come riferimento per la costruzione dei modelli deve ovviamente ospitare un disco stellare nucleare. Dal momento che per ottenere le immagini simulate occorre avere il raggio di scala, la brillantezza superficiale centrale, l'inclinazione e l'angolo di posizione del disco, si deve selezionare una galassia sulla quale sia stata effettuata la decomposizione fotometrica per separare il contributo in luminosità di galassia e disco. Infine devono esserci a disposizione in letteratura anche i parametri fotometrici della galassia stessa, quali la brillantezza superficiale efficace, il raggio efficace, l'indice n della legge di Sérsic, l'ellitticità e l'angolo di posizione.

Le galassie in cui è stata confermata la presenza di un disco nucleare sono quelle elencate nella Tabella 4.1. In questo campione sono comprese galassie ellittiche, lenticolari ed a spirale. Sono state scartate le galassie lenticolari ed a spirale. Infatti esse, oltre a presentare uno sferoide e un disco stellare nucleare, contengono anche un disco principale e talvolta

delle strutture a barra o ad anello. Inoltre il disco delle galassie a spirale è caratterizzato dai bracci di spirale ed in generale in questo tipo di oggetti sono spesso contenute anche bande di polvere. L'aggiunta di tutte queste componenti al modello introdurrebbe ulteriori parametri liberi e renderebbe meno agevole l'analisi successiva. Quindi è stato deciso di considerare una galassia ellittica come riferimento, in modo da potersi basare su un caso realistico senza complicare troppo il modello.

Per le galassie ellittiche NGC 4458, NGC 4478, NGC 4621 e NGC 4660, Ferrarese et al. (2006) hanno proposto un'interpolazione con un profilo di Sérsic e una con un profilo *core*-Sérsic, definito dalla composizione di un profilo a legge di potenza per le regioni centrali e da uno di Sérsic per le parti più esterne

$$I(r) = I' \left[1 + \left(\frac{r_b}{r} \right)^\alpha \right]^{\gamma/\alpha} \exp \left[-b_n \left(\frac{r^\alpha + r_b^\alpha}{r_e^\alpha} \right)^{1/\alpha n} \right] \quad (3.35)$$

dove I' viene così espressa

$$I' = I_b 2^{-\gamma/\alpha} \exp \left[b_n \left(2^{1/\alpha} r_b / r_e \right)^{1/n} \right] \quad (3.36)$$

dove, come nel profilo dei Nuker (Kormendy et al. 1994; Lauer et al. 1995), r_b è il raggio di cambio di pendenza, I_b è la brillantezza superficiale a r_b , γ rappresenta la pendenza del profilo per $r \ll r_b$, la quale per $r \gg r_b$ è descritta da un profilo di Sérsic con raggio efficace r_e e parametro di forma n ed infine α è un parametro che descrive la massima curvatura del profilo nella transizione tra la parte interna e quella esterna.

NGC 4458 ospita anche un nucleo stellare distinto (Côté et al. 2006) e quindi il suo profilo di brillantezza superficiale viene interpolato con un modello comprendente anche un profilo che segue una legge di King (1966). Quest'ultima è stata introdotta per descrivere la brillantezza superficiale di un sistema stellare sferico e isotropo, nell'ipotesi in cui le stelle dotate di velocità più alta, che si allontanano molto dal centro del sistema, finiscono per essere strappate da forze mareali. Essa viene espressa dalla seguente relazione

$$I(r) = I_k \left\{ \frac{1}{\sqrt{[1 + (r/r_c)^2]}} - \frac{1}{\sqrt{[1 + (r_t/r_c)^2]}} \right\}^2 \quad (3.37)$$

dove r_c è il raggio del nucleo, cioè il raggio a cui la brillantezza superficiale è metà del valore centrale, r_t è il raggio mareale a cui la brillantezza superficiale crolla a zero e I_k è la brillantezza superficiale di scala. Ferrarese et al. (2006) hanno descritto il modello con tre parametri: il flusso totale, il parametro di concentrazione $c = \log(r_c/r_t)$ e r_h , che è il raggio di metà luce. NGC 4478 non mostra una componente nucleare così marcata ed è stata interpolata abbastanza bene sia con un profilo di Sérsic che con uno di *core*-Sérsic (Figura 3.5). Infine le due galassie NGC 4621 e NGC 4660 sono state perfettamente interpolate da Ferrarese et al. (2006) con un profilo di Sérsic.

Su queste quattro galassie è stata applicata la tecnica di decomposizione fotometrica di Scorza-Bender (Scorza & Bender 1990) per ricavare i parametri del disco nucleare da Morelli

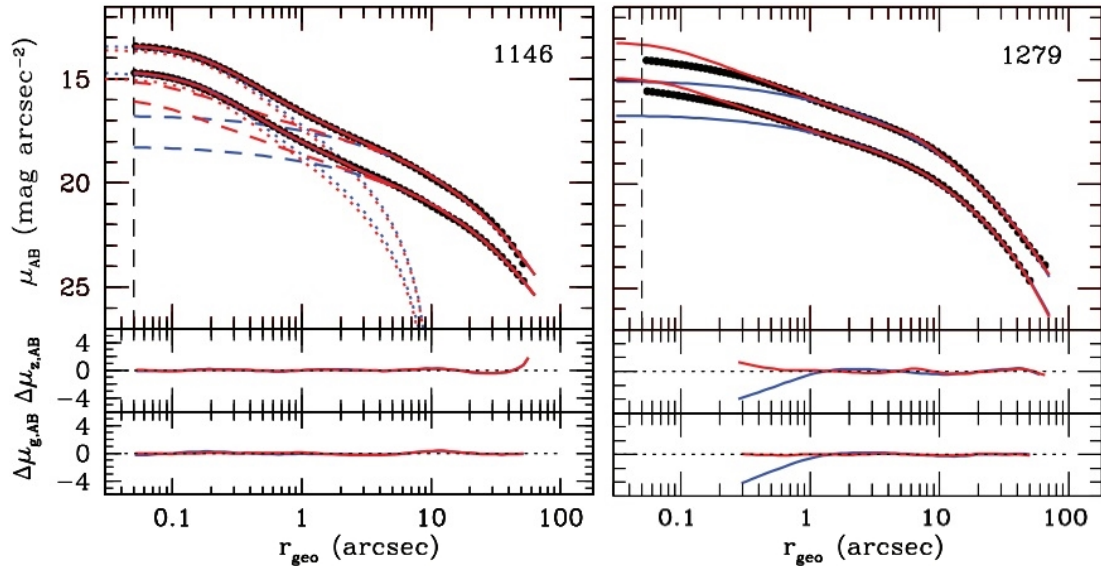


Figura 3.5: Profili di brillantezza superficiale in banda g (punti neri in basso) e in banda z (punti neri più in alto) della *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS), che equivalgono rispettivamente alle bande dei filtri F475W e F850LP di ACS. I dati vengono rappresentati fino al raggio al quale la brillantezza superficiale cade al di sotto del 10% di quella del cielo. La figura di sinistra si riferisce alla galassia VCC 1146 (=NGC 4458) e quella di destra a VCC 1279 (=NGC 4478). Le linee continue rappresentano i modelli fotometrici ottenibili con un profilo di Sérsic (blu) e con un profilo *core*-Sérsic (rosso). Nel caso di NGC 4458 è necessario considerare anche una componente nucleare: in questo caso i modelli delle regioni nucleari e della galassia sono mostrati separatamente, rispettivamente con linee a puntini e tratteggiate. I residui dell'interpolazione sono mostrati nei riquadri in basso.

et al. (2004, 2010) per NGC 4458 e NGC 4478, e da Ledo et al. (2010) per NGC 4621 e NGC 4660. Morelli et al. (2010) hanno utilizzato le stesse immagini, acquisite con la camera ACS nel filtro F475W, adoperate da Ferrarese et al. (2006) ed inoltre i parametri fotometrici del disco sono stati riportati nell'articolo in banda F475W, esattamente come è stato fatto da Ferrarese et al. (2006). Al contrario Ledo et al. (2010) hanno fornito tali valori in banda V e quindi sarebbe stato necessario convertirli in banda F475W per costruire l'immagine simulata, il che avrebbe potuto introdurre imprecisioni. Inoltre non hanno specificato quale camera sia stata utilizzata per acquisire ogni immagine. Quindi è stato deciso di scartare NGC 4621 e NGC 4660.

La scelta finale è ricaduta su NGC 4478, che risulta essere una buona candidata per costruire immagini simulate comprendenti una galassia ellittica, descritta da un profilo di Sérsic, e un disco stellare nucleare, descritto da un profilo esponenziale. Per utilizzare NGC 4458 sarebbe stato necessario includere nel modello anche una componente nucleare delineata da un profilo di King, altrimenti si sarebbe ottenuta un'immagine in cui il disco nucleare avrebbe avuto una brillantezza superficiale locale maggiore della galassia stessa, il che avrebbe rappresentato una situazione irrealistica. Tuttavia nell'analisi successiva

bisogna tenere presente che NGC 4478 non viene perfettamente interpolata nelle regioni centrali da un profilo di Sérsic e la brillantezza superficiale viene leggermente sottostimata di circa 1 mag arcsec⁻² (Figura 3.5, a destra). Quindi utilizzando i parametri fotometrici di Ferrarese et al. (2006) per riprodurre la galassia, al centro il disco nucleare avrà un contributo relativo in luminosità leggermente più elevato rispetto al caso reale.

3.2.1 Proprietà di NGC 4478

NGC 4478 è una galassia ellittica classificata come E2 da Sandage & Tammann (1981) e de Vaucouleurs et al. (1991, RC3). Con la sua magnitudine totale apparente $m_{B,T}^0 = 12.21$ (RC3) corretta per inclinazione, redshift ed estinzione galattica ed interna, è la decima galassia ellittica più brillante dell'ammasso della Vergine (Neilsen et al. 1997). È la galassia brillante più vicina a NGC 4486 (M87), con una separazione proiettata di 8.5 arcmin (Neilsen et al. 1997), e rispetto a quest'ultima è più debole di 2.5 magnitudini (Sandage & Tammann 1981). La distanza assunta in questa tesi è pari a 22.37 Mpc, calcolata assumendo una costante di Hubble di $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ e facendo uso della velocità della galassia $v_{\text{cmb}} = 1678 \text{ km s}^{-1}$ nel sistema di riferimento della radiazione del fondo cosmico di microonde (Fixsen et al. 1996). Considerando tale distanza si ottiene una magnitudine totale assoluta $M_{B,T}^0 = -19.54$.

La distribuzione di luce della galassia è stata studiata da Jaffe et al. (1994), van den Bosch et al. (1994) e Ferrarese et al. (1994) con HST. In questi articoli NGC 4478 è stata classificata come un'ellittica di *Tipo II*, con un profilo di brillantezza superficiale a legge di potenza nelle regioni centrali. È stata chiamata anche ellittica “a disco”, dato che si può notare nel residuo ottenuto dalla sottrazione di un modello di galassia ellittica all'immagine originale una struttura a disco. Faber et al., (1997), Lauer et al. (1995) e Ferrarese et al. (2006), attraverso un'ispezione visuale di immagini molto contrastate o alle quali sono stati sottratti dei modelli e studiati i residui e grazie all'analisi del profilo radiale del coefficiente A_4 , hanno affermato che è molto probabile che nel nucleo di NGC 4478 risieda un disco stellare nucleare. Halliday et al. (2001) hanno misurato la cinematica stellare lungo l'asse maggiore e minore di NGC 4478 e hanno trovato il segno di una componente cinematicamente fredda e disaccoppiata entro i 5 arcsec centrali.

Si ha la conferma della presenza del disco stellare nucleare da Morelli et al. (2004), in cui è stata applicata la decomposizione di Scorza-Bender (Scorza & Bender 1990) alle immagini, acquisite con il filtro F814W della camera WFPC2 di HST, al fine di derivare i parametri fotometrici del disco nucleare. Esso è risultato essere corotante con la galassia. Lo studio delle popolazioni stellari del disco ha rivelato che esso è più giovane ($t \approx 6 \text{ Gyr}$), più ricco di metalli ($[Z/H] \approx 0.35 \text{ dex}$) e ha una sovrabbondanza di elementi α minore ($[\alpha/\text{Fe}] \approx 0.2 \text{ dex}$) rispetto alla galassia ospite che ha un'età di 15 Gyr, una metallicità pari a 0.1 dex e una sovrabbondanza di elementi α di circa 0.3 dex. L'abbondanza di elementi α del disco indica una storia di formazione stellare prolungata nel tempo tipica di un disco non disturbato e ricco di gas.

In Morelli et al. (2010) è stata riproposta la decomposizione di Scorza-Bender (Scorza & Bender 1990) applicata alle immagini di NGC 4478 ottenute nei filtri F475W della

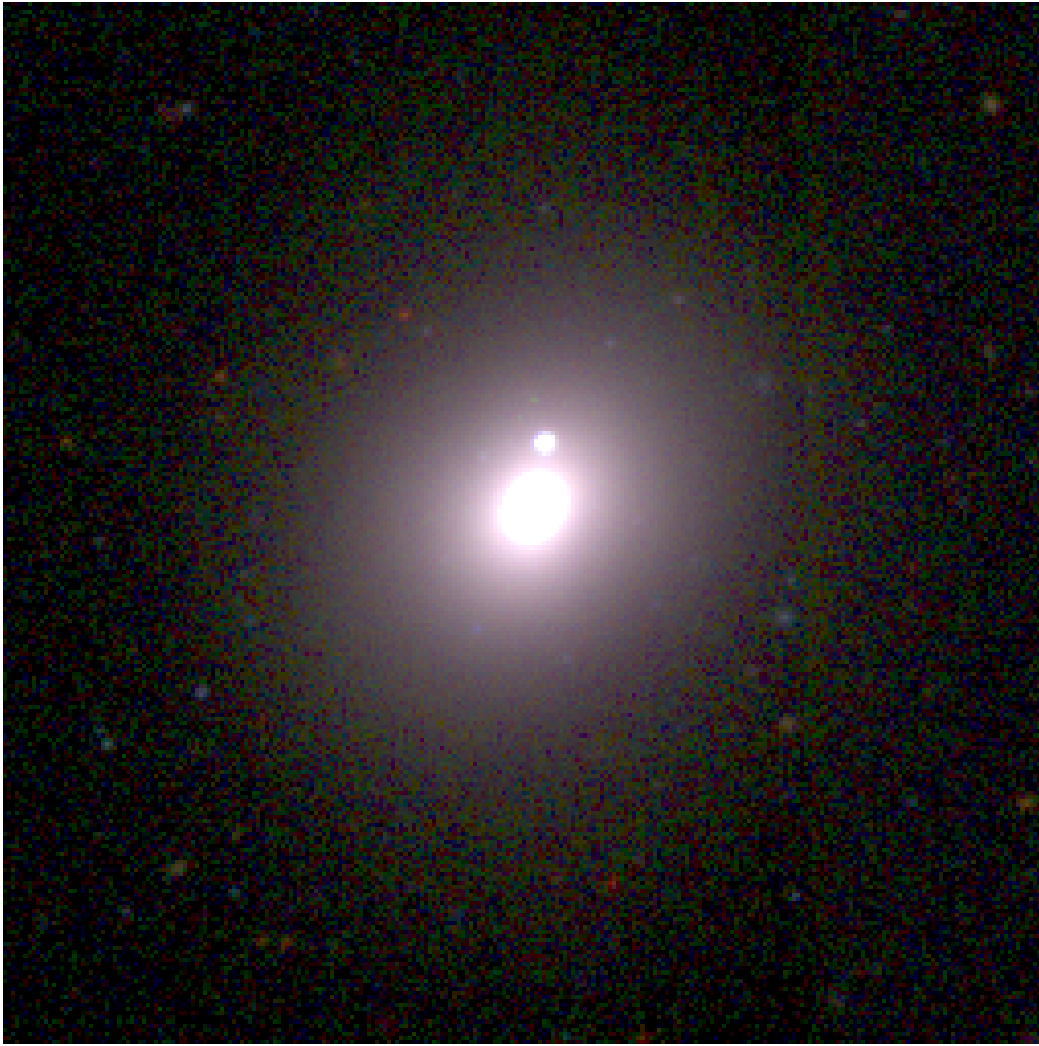


Figura 3.6: Immagine composta di NGC 4478 di $3.8 \text{ arcmin} \times 3.8 \text{ arcmin}$ ricavata dal NASA/IPAC Extragalactic Database (NED) e ottenuta dalla SDSS con i filtri *g*, *r* ed *i*. Essa è orientata con il Nord in alto e l'Est a sinistra.

camera ACS di HST e nei filtri F555W e F814W della camera WFPC2 di HST. Sono state considerate tre bande al fine di studiare la variazione di brillantezza superficiale centrale, raggio di scala ed inclinazione del disco, al variare della banda di osservazione. È stato trovato che essi risultano essere costanti entro le barre d'errore, indipendentemente dai loro valori e dalle proprietà del corpo principale. Questo implica un'assenza di gradiente di colore nel disco stellare nucleare e ciò può fornire informazioni sui processi di formazione delle stelle. Infatti si può presumere che il disco si sia formato, tramite un meccanismo dissipativo, da gas catturato dai dintorni della galassia e convogliato al centro, dove avrebbe formato le stelle, attraverso episodi di formazione stellare avvenuti omogeneamente nel disco.

3.3 Costruzione dell'immagine simulata di NGC 4478

L'immagine simulata di NGC 4478 è stata costruita con il programma descritto nella Sezione 3.1.5, seguendo i seguenti passi:

- definizione dei parametri contenuti nel *file models.txt*;
- creazione del modello della galassia ospite;
- costruzione del modello del disco stellare nucleare;
- creazione dell'immagine simulata completa di galassia ospite e disco nucleare.

I parametri fotometrici sono stati ricavati per la galassia da Ferrarese et al. (2006) e per il disco da Morelli et al. (2010). Entrambi hanno utilizzato le stesse immagini di NGC 4478 acquisite con la camera ACS di HST, nel canale WFC con il filtro F475W il 9 luglio 2003 (Proposal 9401, PI P. Côté) e contenute in HLA. Si tratta di due immagini caratterizzate da un tempo di esposizione totale di 750 secondi.

In entrambi gli articoli, le brillanze superficiali sono state fornite in mag arcsec⁻² e i raggi in arcsec, mentre nella procedura `models.pro` le brillanze superficiali devono essere inserite in unità di ADU pixel⁻¹ e i raggi in pixel. Per convertire le brillanze superficiali in ADU pixel⁻¹, sono stati considerati i punti zero tratti da Sirianni et al. (2005). Ferrarese et al. (2006) hanno usato il sistema fotometrico AB, quindi la formula di conversione è

$$I_{e^-} = 10^{-0.4 (\mu - ZP_{F475W}^{AB})} \quad (3.38)$$

$$I_{ADU} = \frac{I_{e^-} \cdot t_{\text{exp}} \cdot s^2}{G} \quad (3.39)$$

dove s è la scala della camera ACS, ovvero 0.049 arcsec pixel⁻¹, μ è la brillantezza superficiale espressa in mag arcsec⁻², I_{e^-} quella in $e^- \text{ s}^{-1} \text{ pixel}^{-1}$, I_{ADU} quella in ADU pixel⁻¹, t_{exp} è il tempo di esposizione in secondi, G è il guadagno del CCD in $e^- \text{ ADU}^{-1}$ e ZP_{F475W}^{AB} è il punto zero del sistema fotometrico AB pari a 26.068 mag. È stato utilizzato un tempo di esposizione pari a 750 s ed un guadagno di 1 $e^- \text{ ADU}^{-1}$, come assunto in Sezione 3.3.1.

Morelli et al. (2010) hanno utilizzato il sistema fotometrico Vega, quindi la formula di conversione, sempre tratta da Sirianni et al. (2005), è la seguente

$$I_{e^-} = 10^{-0.4 (\mu - ZP_{F475W}^{\text{Vega}})} \quad (3.40)$$

$$I_{ADU} = \frac{I_{e^-} \cdot t_{\text{exp}} \cdot s^2}{G} \quad (3.41)$$

dove ZP_{F475W}^{Vega} è il punto zero del sistema fotometrico Vega pari a 26.168 mag.

Per portare il raggio di scala del disco da arcsec a pixel è stata utilizzata

$$h[\text{pixel}] = \frac{h[\text{arcsec}]}{s}. \quad (3.42)$$

Nella conversione del raggio efficace, bisogna tenere in considerazione che quello dato da Ferrarese et al. (2006) è il raggio efficace circolarizzato, ovvero il raggio dell'isofota circolare contenente metà della luce della galassia. Poiché in `models.pro` l'immagine è costruita con r_e non circolarizzato, ovvero il semiasse maggiore a_e dell'isofota ellittica contenente metà luce, la formula di conversione è la seguente

$$r_e[\text{pixel}] = \frac{a_e[\text{arcsec}]}{s} \quad (3.43)$$

dove $a_e[\text{arcsec}]$ è dato da

$$a_e[\text{arcsec}] = \frac{r_{\text{geo}}[\text{arcsec}]}{\sqrt{1 - \epsilon}} \quad (3.44)$$

ed ϵ è l'ellitticità della galassia.

In Ferrarese et al. (2006) è stata riportata l'ellitticità della galassia, che deve essere convertita nel rapporto assiale per poter essere inserita nella procedura con

$$\frac{b}{a} = 1 - \epsilon. \quad (3.45)$$

Infine Morelli et al. (2010) hanno fornito l'inclinazione del disco in gradi. Tuttavia il programma anche in questo caso richiede il rapporto assiale, che si ottiene da

$$\frac{b}{a} = \cos(i) \quad (3.46)$$

dove i è l'inclinazione in radianti ricavata da

$$i[\text{rad}] = \frac{i[^\circ]\pi}{180}. \quad (3.47)$$

3.3.1 Definizione dei parametri in entrata

Si è proceduto con la definizione dei valori dei parametri da inserire in `models.txt` (Sezione 3.1.5). È stata creata un'immagine quadrata di dimensione $801 \text{ pixel} \times 801 \text{ pixel}$, in modo quindi che il numero di *pixel* in x e y fosse dispari. Il centro della galassia è stato posto in $(x, y) = (401, 401)$. Se si inseriscono in `models.pro` i valori dei parametri fotometrici già convertiti in pixel, si deve impostare la scala a $1 \text{ arcsec pixel}^{-1}$; se invece essi sono in arcsec, la scala da inserire è quella della camera ACS.

Si è impostato il parametro `flagPSF = 2` in quanto è stato fornita al programma l'immagine di PSF costruita nella Sezione 3.1 e `flagFFT = 0` in modo che la convoluzione dell'immagine con la PSF sia fatta tramite FFT. È stato assunto `beta = 0` e il parametro *seeing* non è stato considerato.

Il valore del rumore di lettura in e^- e il guadagno in $e^- \text{ADU}^{-1}$ sono stati ricavati dal *ACS Data Handbook* (Gonzaga et al. 2014) messo a disposizione dal sito dello *Space Telescope Science Institute* (STScI). Essi corrispondono rispettivamente a $4.04 e^-$ ed a $1 e^- \text{ADU}^{-1}$.

Infine è stato necessario inserire il valore della brillantezza superficiale del cielo in ADU pixel^{-1} . Poiché sull'*ACS Data Handbook* viene fornito solo in banda V , mentre servirebbe quello in banda F475W, è stato utilizzato l'*Exposure Time Calculator* (ETC), messo a disposizione sempre sul sito del STScI ⁴. È stata simulata un'osservazione con la camera ACS nel canale WFC con il filtro F475W di un oggetto esteso, categoria in cui rientrano le galassie, e del quale vengono richieste le coordinate equatoriali. Inoltre è necessario fornire il rapporto segnale-rumore, nel caso in cui si volesse calcolare il tempo di esposizione, o viceversa. È stato scelto di inserire un tempo di esposizione pari a 750 secondi, in quanto le osservazioni utilizzate da Ferrarese et al. (2006) e Morelli et al. (2010) sono caratterizzate da questo tempo di esposizione. L'ETC fornisce in uscita vari parametri, tra cui il valore della brillantezza superficiale della luce zodiacale calcolata nella posizione di cielo precedentemente data. Essa costituisce la maggior componente che contribuisce alla luminosità del cielo. È stato ottenuto un valore di $48.60 e^-$ che, con un guadagno di $1 e^- \text{ADU}^{-1}$, corrisponde allo stesso valore in ADU e ad una brillantezza superficiale di $22.59 \text{ mag arcsec}^{-2}$ nel filtro F475W nel sistema fotometrico Vega, convertita con l'Equazione 3.49.

3.3.2 Immagine simulata della galassia

Si è proceduto con la costruzione dell'immagine della galassia, adottando il modello fotometrico di Sérsic proposto da Ferrarese et al. (2006). I valori utilizzati sono

$$\begin{aligned}\mu_e &= 20.27 \text{ mag arcsec}^{-2} \\ r_e &= 11.45 \text{ arcsec} \\ n &= 1.937 \\ \langle \epsilon \rangle_b &= 0.20 \pm 0.07 \\ \langle \text{PA} \rangle_b &= 147^\circ.9 \pm 2^\circ.8\end{aligned}$$

dove μ_e è la brillantezza superficiale efficace, r_e il raggio efficace circolarizzato, n l'indice della legge di Sérsic, $\langle \epsilon \rangle_b$ e $\langle \text{PA} \rangle_b$ sono rispettivamente l'ellitticità media e l'angolo di posizione medio misurati tra 1 arcsec e r_e (tratti dalle Tabelle 3 e 4 di Ferrarese et al. 2006).

I valori della brillantezza superficiale efficace, del raggio efficace e dell'ellitticità sopra riportati sono stati convertiti con le formule date in Sezione 3.2.1 in modo da poter essere inseriti nel programma

$$\begin{aligned}I_e &= 375.54 \text{ ADU pixel}^{-1} \\ r_e &= 261.26 \text{ pixel} \\ \left(\frac{b}{a} \right)_b &= 0.80\end{aligned}$$

ed ottenere così l'immagine simulata della galassia.

⁴L'*Exposure Time Calculator* è messo a disposizione sul sito <http://etc.stsci.edu/etc/>.

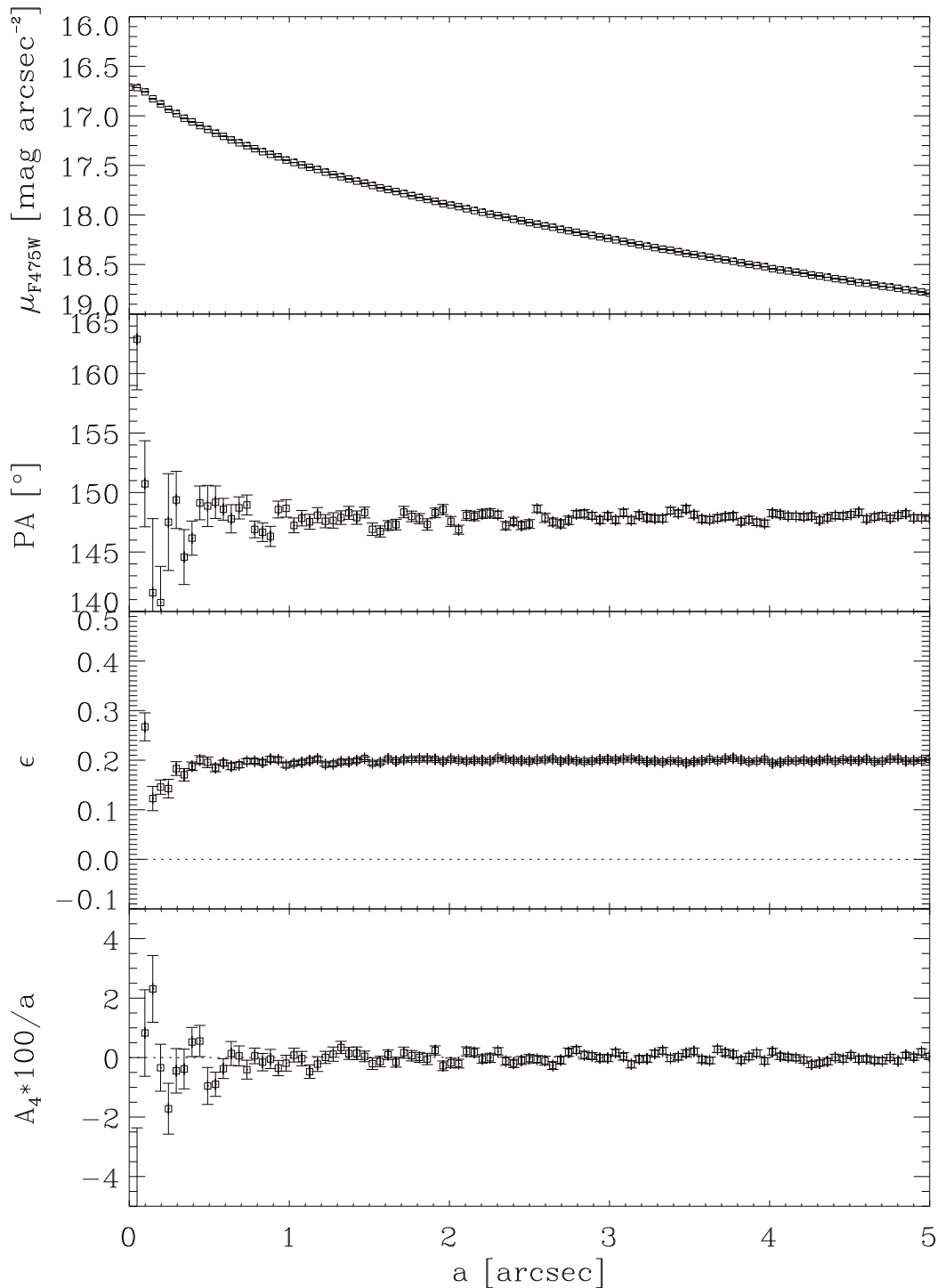


Figura 3.7: Profili fotometrici ottenuti applicando la procedura `ellipse` all'immagine simulata di NGC 4478. Sono mostrati, dall'alto verso il basso, il profilo radiale di brillantezza superficiale, dell'angolo di posizione, dell'ellitticità e del coefficiente di Fourier A_4 in funzione del semiasse maggiore.

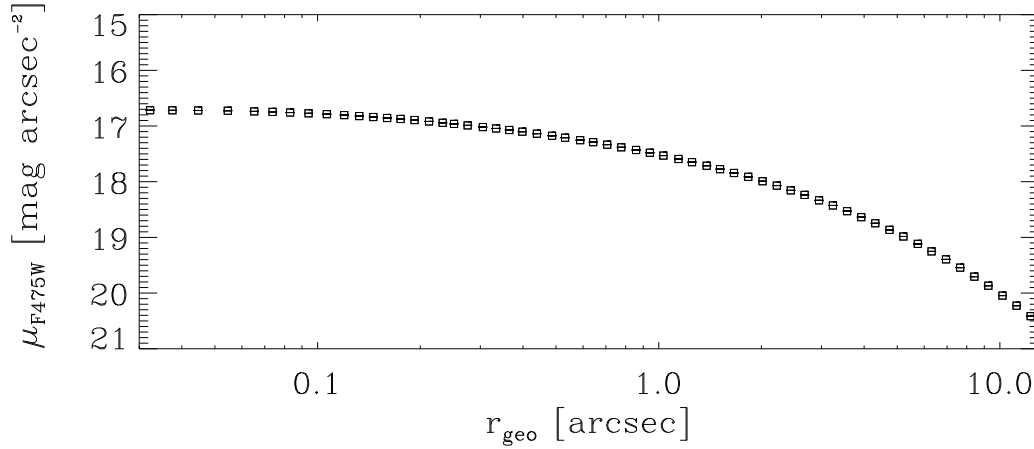


Figura 3.8: Profilo radiale di brillantezza superficiale dell'immagine simulata di NGC 4478 in funzione del raggio circularizzato in scala logaritmica.

Per verificare che essa sia stata costruita correttamente, è stata compiuta un'analisi dei profili radiali di brillantezza superficiale, di ellitticità, di angolo di posizione e di coefficiente A_4 con la procedura `ellipse` di IRAF. Per convertire la brillantezza superficiale in mag arcsec^{-2} è stato necessario utilizzare la formula inversa dell'Equazione 3.39:

$$\mu = -2.5 \log \left(\frac{I \cdot G}{t_{\text{exp}} \cdot s^2} \right) + ZP_{\text{F475W}}^{\text{AB}}. \quad (3.48)$$

I risultati sono riportati in Figura 3.7. Come si può notare i valori dell'angolo di posizione e dell'ellitticità sono costanti ed uguali a quelli con cui è stata generata l'immagine. Il coefficiente A_4 è pari a zero, come ci si aspetta, dato che il modello di NGC 4478 è stato costruito con isofote ellittiche e senza inserire il disco stellare nucleare.

Per confrontare il profilo di brillantezza superficiale con quello ottenuto da Ferrarese et al. (2006) (Figura 3.5, a destra), l'asse x è stato riportato in scala logaritmica ed è stato considerato non il semiasse maggiore ma il raggio circularizzato r_{geo} (Figura 3.8). Confrontando le due figure, si può vedere che i due modelli di Sérsic al centro hanno la stessa brillantezza superficiale di circa $16.7 \text{ mag arcsec}^{-2}$ ed a 10 arcsec dal centro sono entrambi caratterizzati da una brillantezza superficiale di $20 \text{ mag arcsec}^{-2}$.

3.3.3 Immagine simulata del disco stellare nucleare

Il modello fotometrico del disco stellare nucleare è stato costruito con i parametri tratti da Morelli et al. (2010), che ha eseguito la decomposizione fotometrica di Scorza-Bender

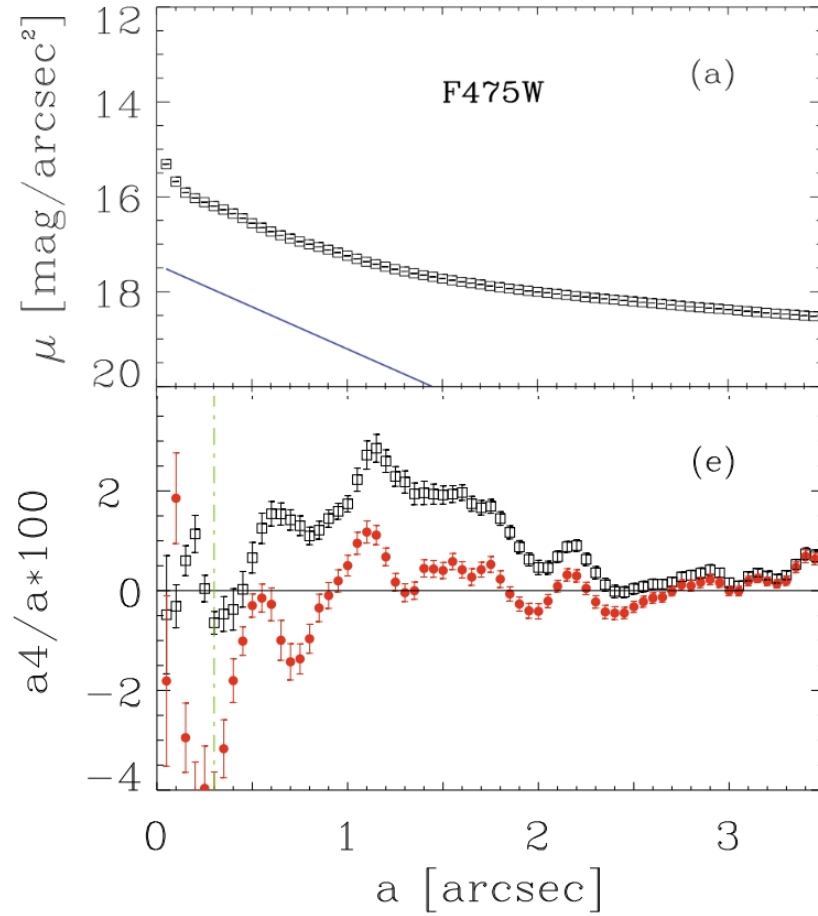


Figura 3.9: Si riportano alcuni dei risultati della decomposizione di NGC 4478 di Morelli et al. (2010). In alto: profilo radiale di brillantezza superficiale della galassia (quadrati neri) e del disco (linea continua azzurra). In basso: profilo radiale del coefficiente A_4 prima (quadrati neri) e dopo (punti rossi) la sottrazione dall'immagine del miglior modello di disco nucleare, in funzione del semiasse maggiore.

(Scorza & Bender 1990) ottenendo i seguenti valori

$$\begin{aligned}\mu_0 &= 17.5_{-0.3}^{+1.4} \text{ mag arcsec}^{-2} \\ h &= 0.55_{-0.34}^{+0.54} \text{ arcsec} \\ i &= 78^\circ \pm 12^\circ \\ \text{PA}_d &= 153^\circ \pm 1^\circ.\end{aligned}$$

dove μ_0 è la brillantezza superficiale centrale, h il raggio di scala, i l'inclinazione e PA_d l'angolo di posizione.

È stata operata la conversione, con le formule contenute in Sezione 3.3, della brillantezza

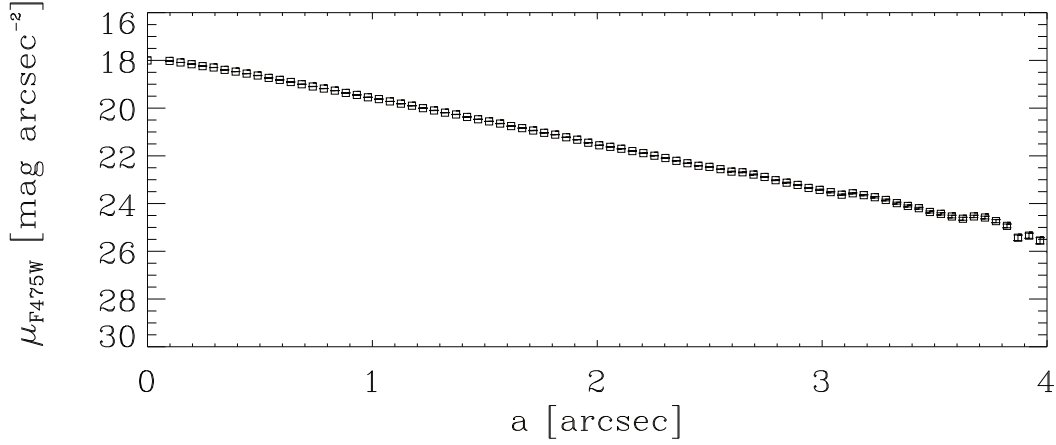


Figura 3.10: Profilo radiale di brillantezza superficiale dell'immagine simulata del disco stellare nucleare di NGC 4478 in funzione del semiasse maggiore.

superficiale, inclinazione e raggio di scala

$$\begin{aligned}
 I_0 &= 5280.24 \text{ ADU pixel}^{-1} \\
 h &= 11.22 \text{ pixel} \\
 \left(\frac{b}{a}\right)_d &= 0.208.
 \end{aligned}$$

Tali valori sono stati inseriti in `models.pro` per creare l'immagine simulata. Anche in questo caso sono stati estratti il profilo radiale di brillantezza superficiale e per riportarlo in mag arcsec^{-2} sono stati utilizzati la formula inversa dell'Equazione 3.41

$$\mu = -2.5 \log \left(\frac{I \cdot G}{t_{\text{exp}} \cdot s^2} \right) + ZP_{\text{F475W}}^{\text{Vega}}. \quad (3.49)$$

Il risultato viene mostrato in Figura 3.10. Confrontandolo con i grafici in Figura 3.9 si può notare che al centro i profili non coincidono perfettamente. Bisogna considerare che il profilo di Figura 3.10 è stato ricavato da un'immagine convoluta per la PSF, mentre quello di Morelli et al. (2010) da una non convoluta. Infatti quest'ultima è stata generata da un programma che esegue la decomposizione di Scorza-Bender (Scorza & Bender 1990), nel quale l'immagine di NGC 4478, da cui si sottrae quella del disco, è stata precedentemente deconvoluta. Quindi per operare un confronto adeguato bisognerebbe deconvolvere l'immagine simulata del disco con la PSF. A 1.45 arcsec dal centro entrambi i profili hanno il valore di $20 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Nella regione compresa tra 3 arcsec e 4 arcsec, il profilo in Figura 3.10 presenta delle leggere deviazioni dalla legge esponenziale. Esse sono dovute al fatto che, a quella distanza dal centro, il contributo in termini di brillantezza superficiale del rumore comincia ad essere confrontabile con quello del disco.

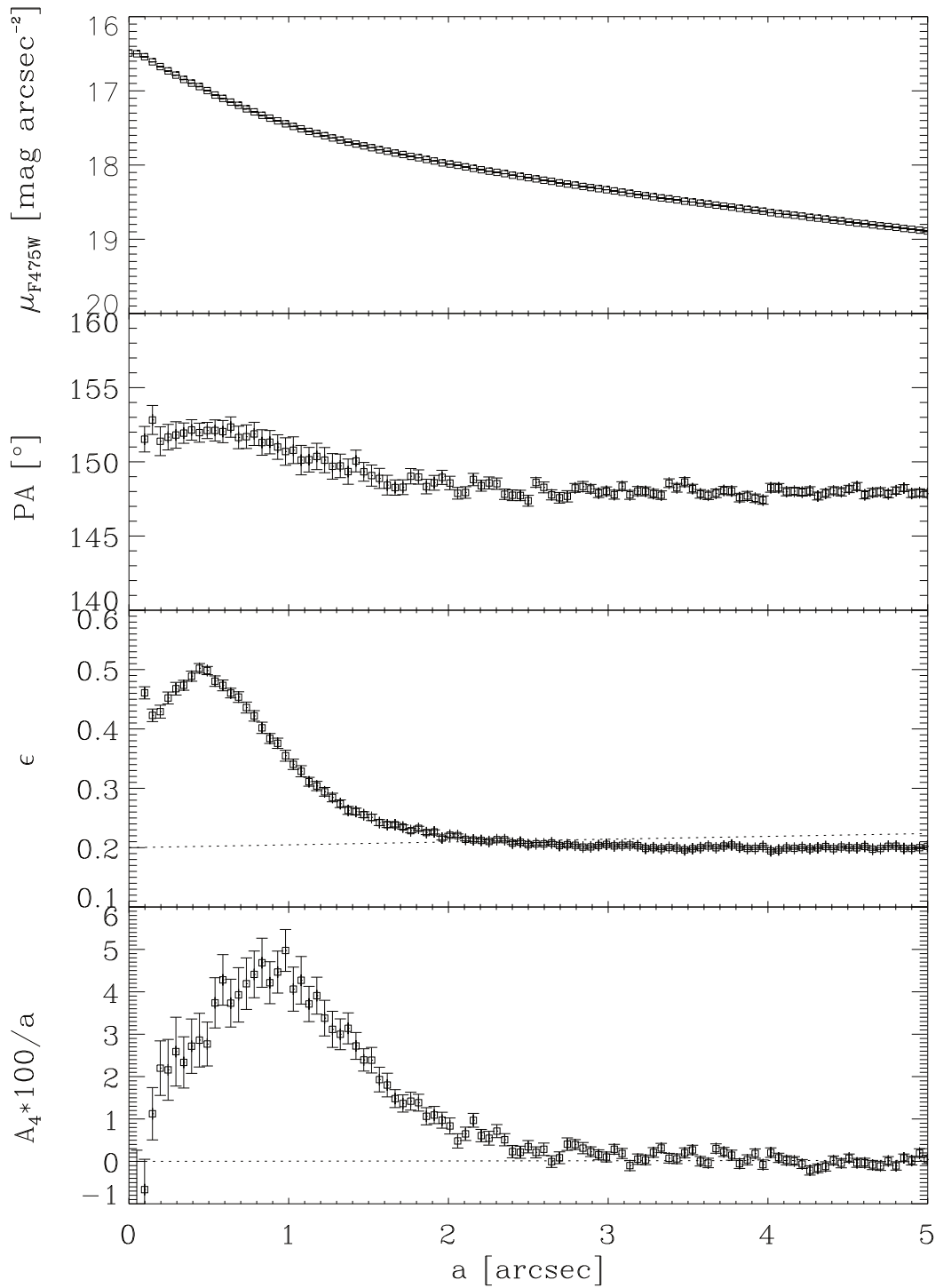


Figura 3.11: Profili fotometrici dell'immagine simulata di NGC 4478 ottenuta sommando la componente ellittica che segue la legge di Sérsic e il disco stellare nucleare. Sono mostrati, dall'alto verso il basso, il profilo radiale di brillantezza superficiale, dell'angolo di posizione, della ellitticità e del coefficiente di Fourier A_4 , in funzione del semiasse maggiore.

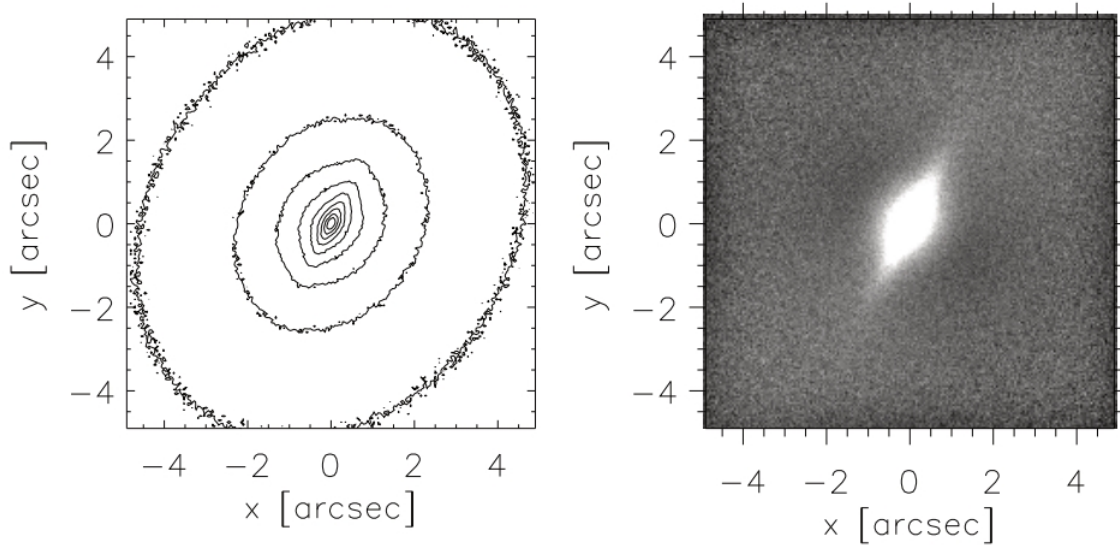


Figura 3.12: A sinistra: isofote tracciate sull'immagine simulata di NGC 4478. I contorni neri corrispondono alle isofote caratterizzate da un valore di brillantezza superficiale che va dal 90% al 10% di quello centrale con un passo del 10%. A destra: applicazione della tecnica di *unsharp masking* sulla medesima immagine. Per meglio evidenziare il disco, è stata utilizzata una $\sigma = 14$ pixel che corrisponde a 0.69 arcsec.

3.3.4 Immagine simulata di NGC 4478

L'immagine simulata di NGC 4478 è stata ottenuta dalla somma del modello fotometrico della galassia con quello del disco nucleare costruiti nelle Sezioni 3.3.3 e 3.3.2. Per analizzare l'immagine ottenuta sono stati estratti i profili radiali di brillantezza superficiale, angolo di posizione, ellitticità e del coefficiente A_4 con la procedura `ellipse` (Figura 3.11).

Per convertire la brillantezza superficiale in unità di mag arcsec^{-2} nel sistema fotometrico Vega sono stati utilizzati l'Equazione 3.49. Dal grafico si può notare che al centro la brillantezza superficiale è più bassa rispetto al caso reale di circa $1 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Come già spiegato in precedenza, questo è dovuto al fatto che non è stata inserita una componente centrale, descritta con un profilo di King (Sezione 3.2). L'angolo di posizione presenta una variazione $\Delta\text{PA} \simeq 4^\circ$ entro i primi 2 arcsec a causa del fatto che disco nucleare e galassia non hanno angoli di posizione identici, ma differiscono di circa 5° .

I profili radiali di ellitticità e del coefficiente A_4 presentano un picco: questi sono indici della presenza del disco nucleare. Il massimo di ellitticità si trova a 0.45 arcsec dal centro e ha un valore di $\epsilon_{\text{max}} \simeq 0.5$. Esso corrisponde circa a quello trovato da Morelli et al. (2010), che ha un valore di $\epsilon_{\text{max}} \simeq 0.48$ a 0.4 arcsec dal centro. Il massimo del coefficiente A_4 assume un valore di $A_{4,\text{max}} \simeq 0.049$ ed è più elevato rispetto al caso reale. Infatti Morelli et al. (2010) hanno trovato $A_{4,\text{max}} \simeq 0.027$. Questa differenza è dovuta alla mancanza della componente centrale nel modello, a causa di ciò il disco ha un contributo relativo maggiore

e il picco del profilo di A_4 si alza.

La presenza del disco nell'immagine generata può essere evidenziata tracciando le isofote e utilizzando la tecnica dell'*unsharp masking*, come mostrato in Figura 3.12. Si nota che nella regione centrale le isofote hanno la caratteristica forma “a disco” mentre nell'immagine di *unsharp masking* si vede la presenza di una struttura allungata.

3.4 Tecnica di decomposizione fotometrica di Scorza-Bender

Il metodo di decomposizione di Scorza-Bender consiste nella costruzione e sottrazione di un modello fotometrico di disco sottile dall'immagine della galassia. Esso è stato introdotto da Scorza & Bender (1990) per i dischi immersi nelle galassie ellittiche ed è stato successivamente applicato da Pizzella et al. (2002) anche ai dischi stellari nucleari. Il metodo originale si basa sull'ipotesi che le isofote della componente sferoidale di una galassia e del disco nucleare siano perfettamente ellittiche ($A_4 = 0$). La somma delle luminosità del disco e dello sferoide produce una distribuzione di brillantezza superficiale le cui isofote non sono perfettamente ellittiche ma allungate ($A_4 > 0$) Si può quindi derivare la presenza di un disco stellare nucleare nello sferoide di una galassia analizzando la deviazione delle isofote dalla forma ellittica (Figura 2.6). Tale deviazione è messa in evidenza dal profilo radiale del coefficiente A_4 dello sviluppo in serie di Fourier e si accompagna ad un picco del profilo radiale dell'ellitticità ϵ .

Si assume che il disco nucleare abbia un profilo esponenziale e sia infinitamente sottile. Per determinare la brillantezza superficiale centrale I_0 , il raggio di scala h e l'inclinazione i si effettua la decomposizione fotometrica, allo scopo di separare i contributi di luminosità del disco e della galassia ospite. Questi tre parametri fotometrici, come già detto in Sezione 3.1.4, sono infatti sufficienti a definire un modello di disco, il cui andamento della brillantezza superficiale lungo l'asse maggiore è descritto da:

$$I(r) = I_0 e^{-r/h} \cos(i) = I_0^{\text{face on}} e^{-r/h} \quad (3.50)$$

dove $I_0^{\text{face on}}$ e I_0 sono la brillantezza superficiale centrale del disco visto di faccia ($i = 0$) e quella osservata.

I parametri fotometrici vengono fatti variare in un processo iterativo, finché l'immagine dello sferoide, a sottrazione del disco avvenuta, non mostra isofote perfettamente ellittiche ($A_4 = 0$). Se viene costruito e sottratto un modello di disco con una brillantezza superficiale centrale I_0 troppo elevata, il coefficiente A_4 risultante diventa negativo; al contrario se I_0 è molto più bassa rispetto al valore corretto la forma del profilo di A_4 resta quasi immutata. Se si sottrae un disco con raggio di scala h troppo piccolo, si va ad influenzare il profilo di A_4 solo vicino al centro; viceversa, se il raggio è troppo grande, i valori di A_4 vengono abbassati anche in una regione esterna a quella in cui è realmente presente il disco. Infine la sottrazione di modelli di disco troppo inclinati rende il coefficiente $A_4 < 0$, nell'intervallo radiale considerato; d'altra parte la sottrazione di modelli troppo

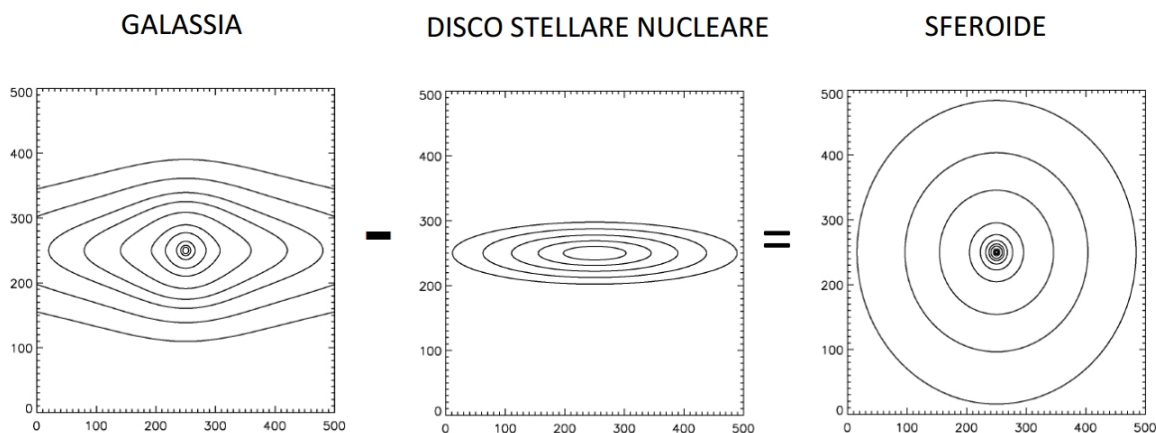


Figura 3.13: A sinistra: isofote con forma “a disco” (ovvero caratterizzate da un valore del coefficiente $A_4 > 0$) ed ellitticità ϵ non costante appartenenti ad una galassia che ospita un disco nucleare. In centro: isofote di un disco inclinato con ellitticità $\epsilon_d = 0.8$ e coefficiente $A_{4,d} = 0$. A destra: isofote della sola componente sferoidale, caratterizzata da ellitticità $\epsilon_b = 0$ e da un coefficiente $A_{4,b} = 0$, ottenute dopo la sottrazione del modello di disco dalla galassia.

poco inclinati rispetto al caso reale non influenza l’ A_4 in maniera significativa. Infatti, se si considera un disco visto di faccia e uno sferoide con isofote circolari, la sovrapposizione delle isofote del disco circolari con quelle dello sferoide restituisce ancora isofote circolari; al contrario considerando un disco molto inclinato, la medesima sovrapposizione di isofote di diversa ellitticità genera un picco di A_4 nella regione centrale della galassia (Figura 2.6).

Morelli et al. (2010) hanno proposto un’estensione al metodo che consiste nel considerare che lo sferoide o la galassia ospite potrebbero non avere isofote perfettamente ellittiche, ma caratterizzate da un $A_4 \neq 0$. In questo caso si procede trovando il modello di disco che, a sottrazione avvenuta, riporti le isofote dello sferoide o della galassia ospite alla stessa forma che assumono al di fuori della regione in cui $A_4 > 0$ a causa del disco.

Il metodo di decomposizione di Scorza-Bender presenta dei limiti nella rivelabilità dei dischi stellari nucleari. Infatti, se l’inclinazione del disco è bassa, non si osserva più alcun picco nel profilo di A_4 e non si può procedere con la decomposizione. Lo stesso vale se il rapporto tra le luminosità del disco nucleare e della galassia ospite L_D/L_B è troppo basso. Il metodo è molto efficace nel rivelare dischi con una inclinazione $i > 70^\circ$, anche se, nel caso di un disco particolarmente brillante, il metodo è in grado di rivelarlo anche con $i > 60^\circ$. Per dischi nucleari con inclinazioni $i < 50^\circ$ esso è inutile, anche in presenza di alti rapporti delle L_D/L_B . Il limite di rivelabilità è stato scelto essere quando il picco di A_4 è almeno di un fattore 0.01 superiore al valore di A_4 dello sferoide, in analogia con quanto assunto nell’articolo di Rix & White (1990), nel quale è stata analizzata la rivelabilità di dischi immersi nelle galassie ellittiche, caratterizzati da raggi di scala maggiori di 100 pc. Tuttavia per ottenere un criterio più preciso è necessario estendere lo studio della rivelabilità anche ai dischi stellari nucleari, attraverso l’analisi del loro profilo radiale del coefficiente A_4 .

3.4.1 Decomposizione fotometrica dell'immagine simulata di NGC 4478

Il metodo di decomposizione di Scorza-Bender è stato applicato a varie galassie reali per trovare i parametri fotometrici dei loro dischi stellari nucleari (Tabella 4.1). Esso costituisce la prima prova certa della loro presenza. Infatti, sottraendo il miglior modello di disco e riportando così il coefficiente A_4 ad un valore costante e pari a quello della galassia ospite, si dimostra che il picco del profilo radiale di A_4 era dovuto proprio al disco nucleare.

Si è proceduto applicando la tecnica di decomposizione sull'immagine simulata di NGC 4478 ottenuta in Sezione 3.3.4 per verificare di ritrovare i medesimi valori dei parametri fotometrici del disco stellare nucleare con cui è stata generata. Il massimo di A_4 è pari a $A_{4,\max} = 0.049$ e l'inclinazione a $i = 78^\circ$, quindi il metodo in questo caso dovrebbe risultare efficace.

Programma di decomposizione

Il programma di decomposizione, implementato da Nicola Pastorello (2010) e Stefano Carridi (comunicazione privata), è scritto in linguaggio *Python*⁵. Il programma è composto dai seguenti *file*:

- `parameters.txt`, in cui bisogna inserire i valori dei parametri per eseguire la decomposizione;
- `scoben_dec.py`, *file* primario del programma;
- `ScoBenClasses.py`, contenente i moduli necessari al programma per funzionare.

Inoltre nella medesima cartella devono essere presenti un *file* di *login* di IRAF (`login.cl`), l'immagine della galassia da decomporre e quella della PSF con cui è stata convoluta.

Innanzitutto si compila il *file* `parameters.txt`, in cui inserire i seguenti parametri e dati:

- il nome del *file* dell'immagine della galassia da decomporre e della PSF;
- il *path* della cartella di lavoro;
- le coordinate in pixel x e y del centro della galassia;
- la scala del CCD, in arcsec pixel^{-1} ;
- la brillantezza superficiale centrale della galassia in unità di ADU pixel^{-1} ;
- l'angolo di posizione del disco in gradi;
- i valori iniziali di brillantezza superficiale centrale in ADU pixel^{-1} , raggio di scala in pixel e rapporto assiale del disco;

⁵Python è distribuito con licenza *Open-Source*.

- `a_inf`: raggio in arcsec al di sotto del quale l'andamento del profilo di A_4 si considera inattendibile a causa degli effetti della PSF;
- `a_sup`: raggio in arcsec oltre il quale il profilo di A_4 non è più dominato dalla presenza del disco;
- `a_bord`: il raggio in arcsec oltre il quale si assume che le variazioni nel profilo di A_4 causate dalla sottrazione del modello di disco non siano più trascurabili. Vengono eliminati i modelli in cui il profilo di A_4 varia da prima a dopo la sottrazione del disco per valori radiali $a > a_bord$;
- il coefficiente A_4 intrinseco della galassia, ovvero il livello costante di A_4 a cui ricondurre il profilo radiale sottraendo il miglior modello di disco;
- la distanza dal centro della galassia a cui ritagliare l'immagine, in modo da accelerare il processo lavorando solo sulla sezione più significativa, ovvero quella che contiene il disco;
- `m_sma`: valore minimo del semiasse maggiore verso il centro, fino al quale effettuare l'interpolazione delle isofote tramite la procedura `ellipse`;
- `M_sma`: valore massimo del semiasse maggiore, fino a cui arrivare con l'interpolazione delle isofote;
- `sma_init`: valore del semiasse maggiore iniziale, da cui partire con l'interpolazione delle isofote. È necessario attribuire a `m_sma` ≥ 1 , in quanto il valore centrale di A_4 diverge. Ciò crea problemi nel calcolo dell' A_4 medio e la decomposizione viene interrotta;
- bisogna specificare se si desidera utilizzare la procedura `ellipse` in modalità interattiva o meno durante la prima interpolazione, che crea la tabella in uscita. Essa può essere generata dal programma di decomposizione o fornita dall'utente;
- il nome della galassia, della camera e del filtro utilizzati, per metterlo sui grafici in uscita.

L'immagine di PSF viene utilizzata dal programma per convolvere tutte le immagini di disco generate e sottratte a quella della galassia (Corsini et al. 2012). In una precedente versione del programma, anziché convolvere tutti i modelli del disco, si procedeva deconvolvendo l'immagine della galassia tramite l'algoritmo di Richardson-Lucy (Pastorello 2010; Morelli et al. 2010). Quest'ultimo è costituito da un processo iterativo con il quale si ottiene un miglioramento dell'immagine nelle regioni centrali della galassia ma, all'aumentare del numero di iterazioni, cresce il rumore nelle regioni più esterne e si rischia di modificare la forma delle isofote vicino al nucleo (Richardson 1972; Lucy 1974). L'operazione di convoluzione non presenta questi inconvenienti ed è un'operazione univoca. Si ottiene dunque

un risultato migliore convolvendo tutti i modelli rispetto che deconvolvendo le osservazioni, simulate o meno.

Il programma `scoben_dec.py` può lavorare in tre modalità: **Grid**, **Amoeba** e **Both**. Con **Grid** esso esegue la decomposizione suddividendo lo spazio dei parametri in una griglia di punti, usa tali valori per costruire i modelli e per ciascuno di questi calcola il χ^2 (Press et al. 1992)

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \left(\frac{A_{4,i} - A_{4,i}^{\text{mod}}}{\sigma_i} \right)^2 \quad (3.51)$$

con N il numero totale delle isofote interpolate in $[a_{\text{inf}}, a_{\text{sup}}]$, $A_{4,i}$ valore di A_4 per l' i -esima isofota, $A_{4,i}^{\text{mod}}$ valore aspettato per l' i -esima isofota (la distribuzione teorica di questi valori è data dal coefficiente costante A_4 associato alla sola componente dello sferoide o della galassia) e σ_i è l'errore associato a ogni $A_{4,i}$. Il modello migliore è quello che possiede il χ^2 minore. Questo procedimento si basa sull'ipotesi che il disco sia il solo responsabile della variazione del profilo di A_4 (Morelli et al. 2010). Il numero di nodi della griglia può essere scelto in maniera arbitraria. Il procedimento viene ripetuto tre volte, riducendo le dimensioni della griglia di un fattore due ogni volta e, per la terza iterazione, facendo variare il PA di $\pm 1^\circ$ e $\pm 2^\circ$. La modalità **Amoeba**, che si basa sul *downhill simplex method* (Nelder & Mead 1965), consiste nella mappatura dello spazio dei parametri attraverso salti casuali fino al momento in cui non si identifica un minimo nel calcolo del χ^2 . Utilizzando solo **Amoeba** c'è il rischio che il programma individui un minimo locale piuttosto che quello assoluto. Infine l'algoritmo **Both** è composto da due iterazioni condotte con **Grid**, al fine di avvicinarsi al minimo assoluto, e da una terza iterazione con **Amoeba**.

In uscita il programma restituisce:

- **Results.txt**: *file* contenente i risultati della decomposizione. Essi sono I_0 in ADU pixel⁻¹, h in pixel, il rapporto assiale, l'angolo di posizione in gradi, le coordinate x e y del centro, il χ^2 del miglior modello e il numero di gradi di libertà del sistema;
- **Intermediate_error_mu.pdf**, **Intermediate_error_h.pdf**, **Intermediate_error_ba.pdf**, **Intermediate_error_angle.pdf**: figure che presentano le curve del χ^2 marginalizzato. Si trattano di *file* intermedi per tenere sotto controllo tutti i passaggi;
- **Error_mu.pdf**, **Error_h.pdf**, **Error_ba.pdf**, **Error_angle.pdf**: figure contenenti l'andamento del χ^2 marginalizzato e riscalato al numero di gradi di libertà per una valutazione più realistica degli errori. In questi grafici sono presenti anche le rette che identificano le soglie di 1, 2 e 3 σ e i valori degli errori ad esse associati.

Decomposizione e risultati

Innanzitutto bisogna inserire i valori in entrata in `parameters.txt`. Il centro è stato impostato a $(x,y) = (400,400)$ (*Python* parte a contare i *pixel* da zero e non da uno), la scala del CCD a 0.049 arcsec pixel⁻¹ e la brillantezza superficiale centrale della galassia a 10366 ADU pixel⁻¹, ricavata con la procedura `imexamine` di IRAF. L'angolo di posizione

fornito è $PA = 63^\circ$. Infatti non bisogna inserire l'angolo contato da Nord verso Est in senso antiorario, ma bensì quello compreso tra la direzione dell'Ovest e l'asse maggiore della galassia, dato da `imexamine`. Come parametri iniziali del disco sono stati utilizzati la brillantezza superficiale centrale e il rapporto assiale riportati in Sezione 3.3.3 e il raggio di scala di Sezione 3.3.4, diminuiti del 30%

$$\begin{aligned} I_0 &= 3696.17 \text{ ADU pixel}^{-1} \\ h &= 7.86 \text{ pixel} \\ \left(\frac{b}{a}\right)_d &= 0.146. \end{aligned}$$

Non sono stati forniti i valori esatti con cui è stata generata l'immagine simulata in quanto nei casi reali, inizialmente, i valori dei parametri fotometrici del disco non sono conosciuti e quindi si voleva vedere se il programma fosse in grado di ritrovare i valori corretti anche senza inserirli subito in entrata. Osservando il profilo radiale del coefficiente A_4 sono stati derivati `a_inf` = 0.3 arcsec, `a_sup` = 3.2 arcsec e `a_bord` = 4 arcsec. Questi parametri sono di fondamentale importanza. Infatti nella regione centrale l'interpolazione è meno affidabile, in quanto ci sono a disposizione pochi *pixel*; inoltre è necessario stabilire la distanza dal centro alla quale finisce il contributo del disco, per non sottrarne uno troppo grande. Oltre questo limite il profilo di A_4 potrebbe ancora oscillare intorno al valore caratteristico dello sferoide, ma ciò non è più dovuto al disco. Il valore del coefficiente A_4 dello sferoide è stato fissato a zero.

Per quello che riguarda i parametri di `ellipse`, è stato fissato `M_sma` = 150 pixel in modo da comprendere tutto il disco e `sma_init` = 10 pixel. A `m_sma` è stato attribuito un valore pari ad 1, come spiegato in precedenza. Infine è stato scelto di far girare `ellipse` in modalità non interattiva e di tagliare l'immagine a 200 pixel dal centro.

La decomposizione è stata effettuata utilizzando la modalità `Both`. Nelle prime due iterazioni con `Grid` è stata usata una griglia di $7 \times 7 \times 7$, quindi avente 343 nodi e 7 valori per ogni parametro libero. I valori dei parametri del disco trovati sono i seguenti

$$\begin{aligned} I_0 &= 5460.47^{+87.8}_{-97.2} \text{ ADU pixel}^{-1} \\ h &= 10.81^{+0.15}_{-0.16} \text{ pixel} \\ \frac{b}{a} &= 0.209^{+0.006}_{-0.005} \\ PA &= 151.31^{+0.33}_{-0.28}. \end{aligned} \tag{3.52}$$

Essi sono stati convertiti in unità fisiche con le Formule 3.49, 3.42 e 3.46

$$\begin{aligned} \mu_0 &= 17.46^{+0.017}_{-0.019} \text{ mag arcsec}^{-2} \\ h &= 0.53^{+0.007}_{-0.008} \text{ arcsec} \\ i &= 77.93^{+0.35}_{-0.29}. \end{aligned}$$

Nelle Figure 3.14, 3.15, 3.16 e 3.17 vengono riportate le distribuzioni dei valori di χ^2 , per i modelli fotometrici del disco nucleare, rispettivamente in funzione della brillantezza

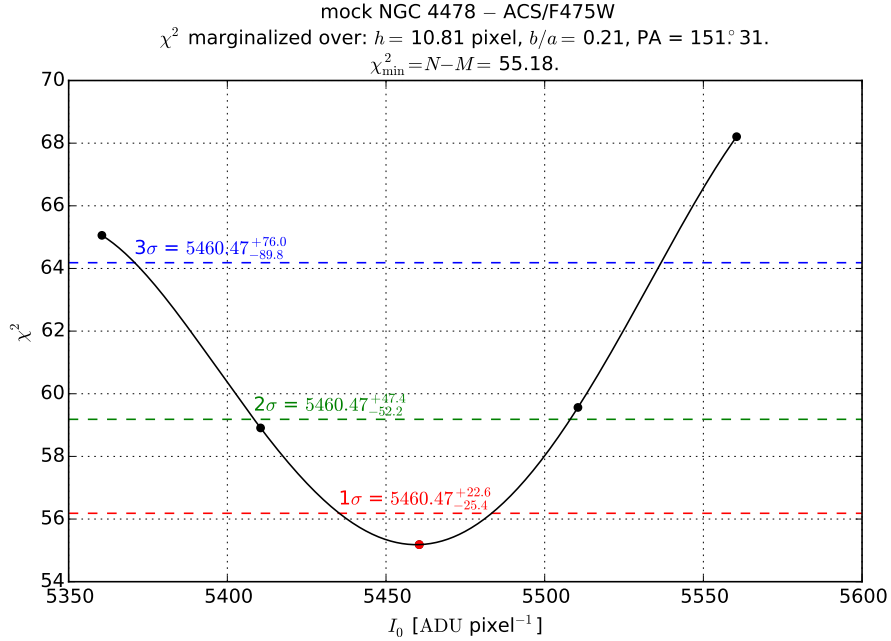


Figura 3.14: Andamento del χ^2 riscaldato al numero di gradi di libertà in funzione della brillantezza superficiale centrale del disco. Le tre rette identificano le soglie di 1, 2 e 3 σ e i valori degli errori ad esse associati.

superficiale, del raggio di scala, del rapporto assiale e dell’angolo di posizione, fissando in ogni grafico i restanti tre parametri. Le rette orizzontali rappresentano le soglie sotto le quali, a partire da quella più in basso, le curve racchiudono il 68.3% (1σ), il 95.4% (2σ) e il 99.7% (3σ) delle misure. I valori corrispondenti all’intersezione tra le curve di χ^2 e la retta relativa a 3σ definiscono gli estremi degli intervalli di errore che vengono utilizzati. In Figura 3.19 sono state tracciate le isofote sull’immagine prima e dopo la sottrazione del disco nucleare. Come si può notare, quando è presente il disco le isofote hanno la tipica forma allungata “a disco”, mentre a sottrazione avvenuta esse sono ellittiche.

Il valore dell’inclinazione del disco coincide con quello con cui è stato generato il modello, entro le barre d’errore a 3σ , al contrario di quanto si ottiene per la brillantezza superficiale centrale, il raggio di scala e l’angolo di posizione. Tuttavia essi si avvicinano molto a quelli del modello (Sezione 3.3.3) e si ritiene quindi che i risultati della decomposizione siano attendibili e piuttosto che gli errori ottenuti siano leggermente sottostimati.

In Figura 3.18 sono mostrati i profili fotometrici dell’immagine simulata di NGC 4478 prima e dopo la sottrazione del miglior modello di disco nucleare. Nel primo riquadro è raffigurato il profilo di brillantezza superficiale della galassia e quello del miglior disco nucleare. Il primo è il medesimo riportato in Figura 3.11, il secondo può essere confrontato con quello presente in Figura 3.10: la brillantezza centrale è di $18 \text{ mag arcsec}^{-2}$ e quella a circa 1.7 arcsec è di $21 \text{ mag arcsec}^{-2}$ in entrambi i casi. Nel secondo riquadro è rappresentato il rapporto tra brillantezza superficiale locale del disco e della galassia. Il valore del massimo $I_d/I_t = 0.26$

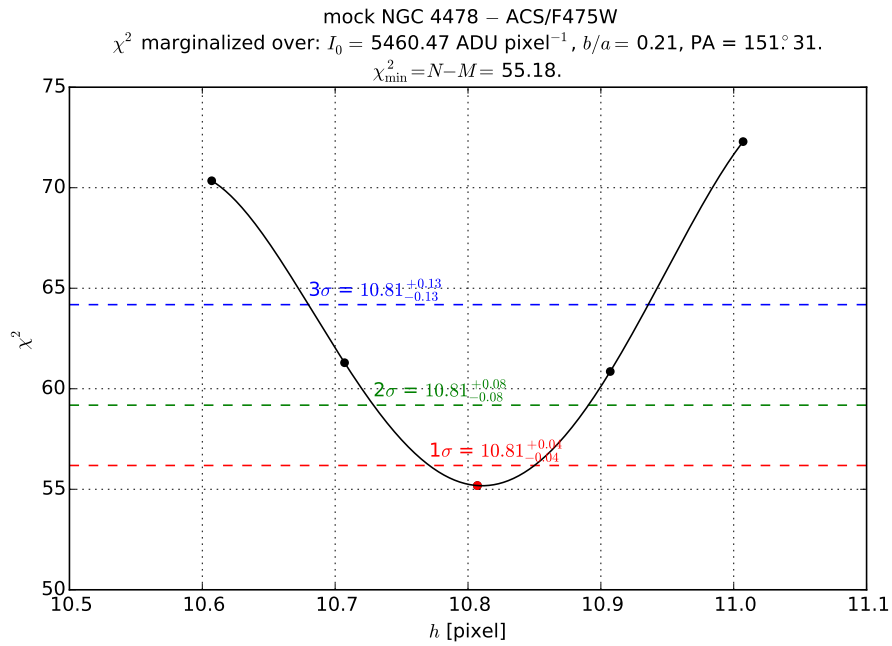


Figura 3.15: Andamento del χ^2 riscaldato al numero di gradi di libert  in funzione del raggio di scala del disco. Le tre rette identificano le soglie di 1, 2 e 3 σ e i valori degli errori ad esse associati.

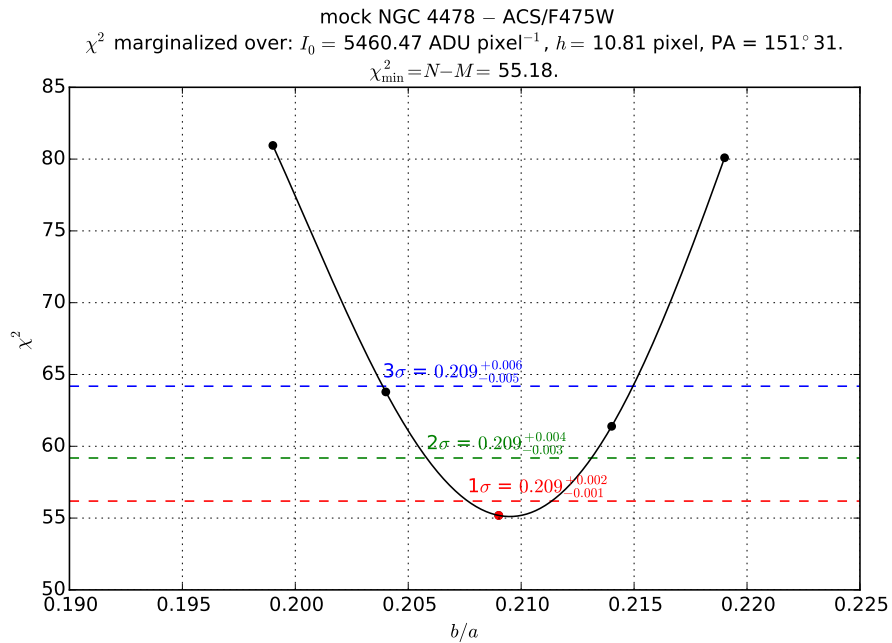


Figura 3.16: Andamento del χ^2 riscaldato al numero di gradi di libert  in funzione del rapporto assiale del disco, ovvero del coseno dell'inclinazione dello stesso. Le tre rette identificano le soglie di 1, 2 e 3 σ e i valori degli errori ad esse associati.

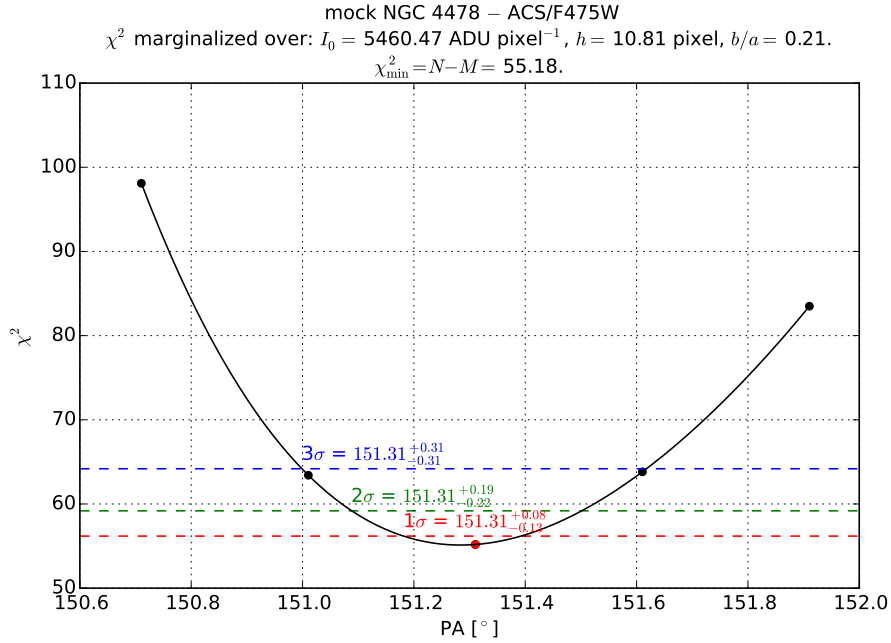


Figura 3.17: Andamento del χ^2 riscaldato al numero di gradi di libertà in funzione dell'angolo di posizione del disco. Le tre rette identificano le soglie di 1, 2 e 3 σ e i valori degli errori ad esse associati.

e si trova tra 0.1 arcsec e 0.2 arcsec. In Morelli et al. (2010) esso ha un valore di circa $I_d/I_t = 0.21$ ed è un po più esteso, probabilmente a causa della componente nucleare di King che non è stata aggiunta al modello. Nel terzo riquadro si mostra l'angolo di posizione. Esso presenta una grande variazione al centro, mentre a grandi raggi assume un valore costante di circa $PA = 148^\circ$, che è quello che caratterizza la galassia. Osservando la Figura 3.19 (a destra) si vede che al centro in alcuni punti le isofote non sono perfettamente ellittiche. Questo può essere dovuto al fatto che la sottrazione non sia riuscita in maniera ottimale a causa della presenza di angoli di posizione di disco e galassia leggermente diversi. Quindi durante l'interpolazione delle isofote nella regione centrale con `ellipse`, il calcolo dell'angolo di posizione potrebbe essere alterato da queste deviazioni. Nel quarto riquadro della Figura 3.18 è rappresentato il profilo di ellitticità prima e dopo la sottrazione del disco. Come si può notare, il profilo dopo la sottrazione si mantiene costante al valore caratteristico della galassia, pari a $\epsilon = 0.2$, fatta eccezione per una piccola deviazione nei 0.3 arcsec centrali. Infine nell'ultimo riquadro viene mostrato il profilo radiale del coefficiente A_4 . A sottrazione avvenuta esso si riporta ad un valore circa costante intorno allo zero, che è quello proprio della galassia.

In generale negli 0.4 arcsec centrali i punti dei profili di ellitticità, angolo di posizione e A_4 dopo la sottrazione, ottenuti dall'interpolazione, si discostano maggiormente dai valori attesi e hanno barre d'errore maggiori. Questo potrebbe essere dovuto al fatto che la decomposizione non sia riuscita alla perfezione, come accennato prima, e ciò potrebbe anche costituire il motivo per cui alcuni dei valori dei parametri del disco ottenuti non

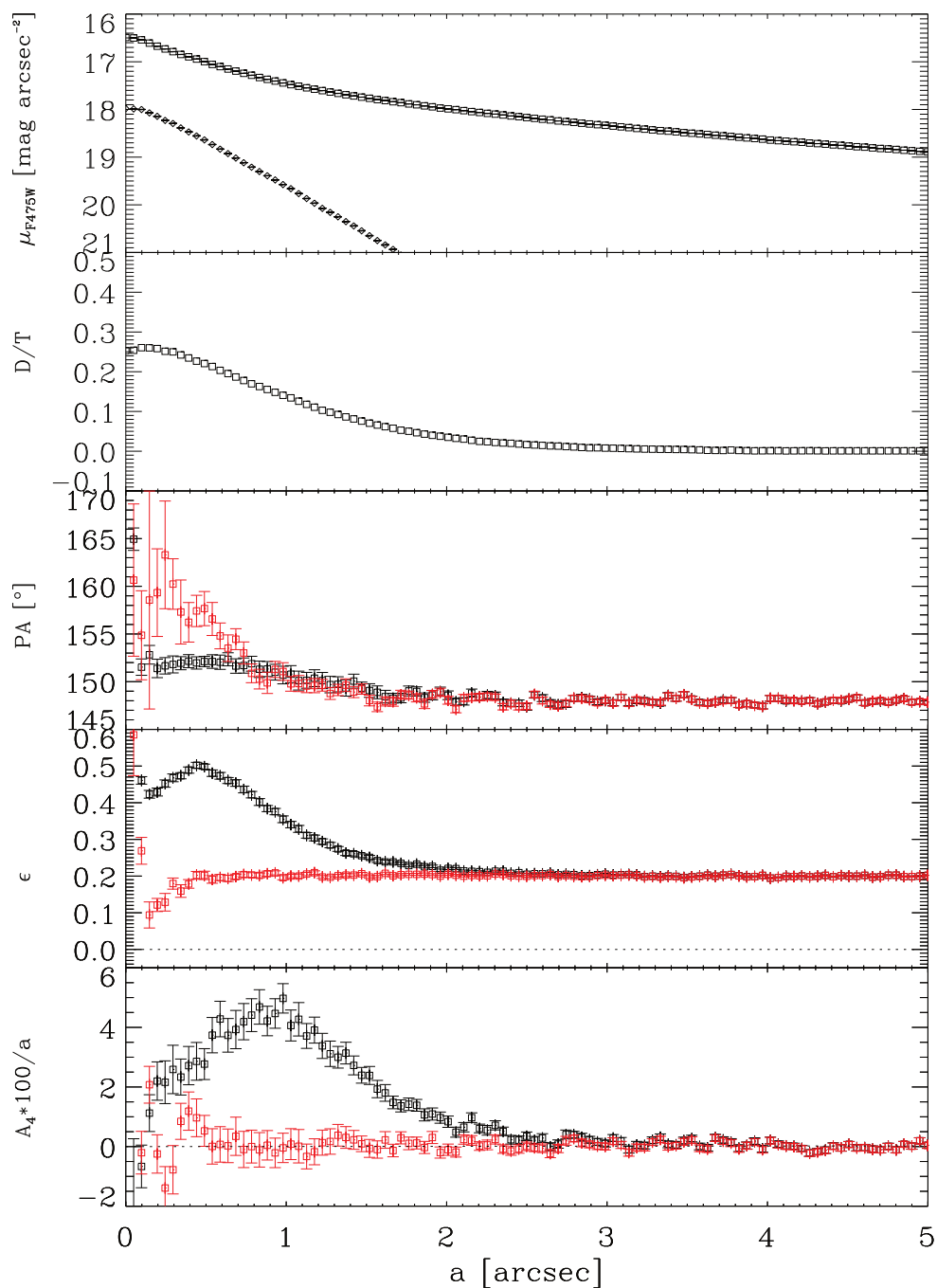


Figura 3.18: Profili radiali dei parametri fotometrici trovati per le isofote del disco nucleare e dell'immagine simulata di NGC 4478 in funzione del semiasse maggiore. Nel primo riquadro vengono mostrati i profili di brillantezza superficiale del disco nucleare (rombi) e della galassia ospite (quadrati). Nel secondo riquadro è mostrata il rapporto tra brillantezza superficiale locale del disco e della galassia. Nei riquadri terzo, quarto e quinto vengono mostrati rispettivamente i profili dell'angolo di posizione, dell'ellitticità e del coefficiente A_4 della galassia prima (in nero) e dopo (in rosso) la sottrazione del disco nucleare.

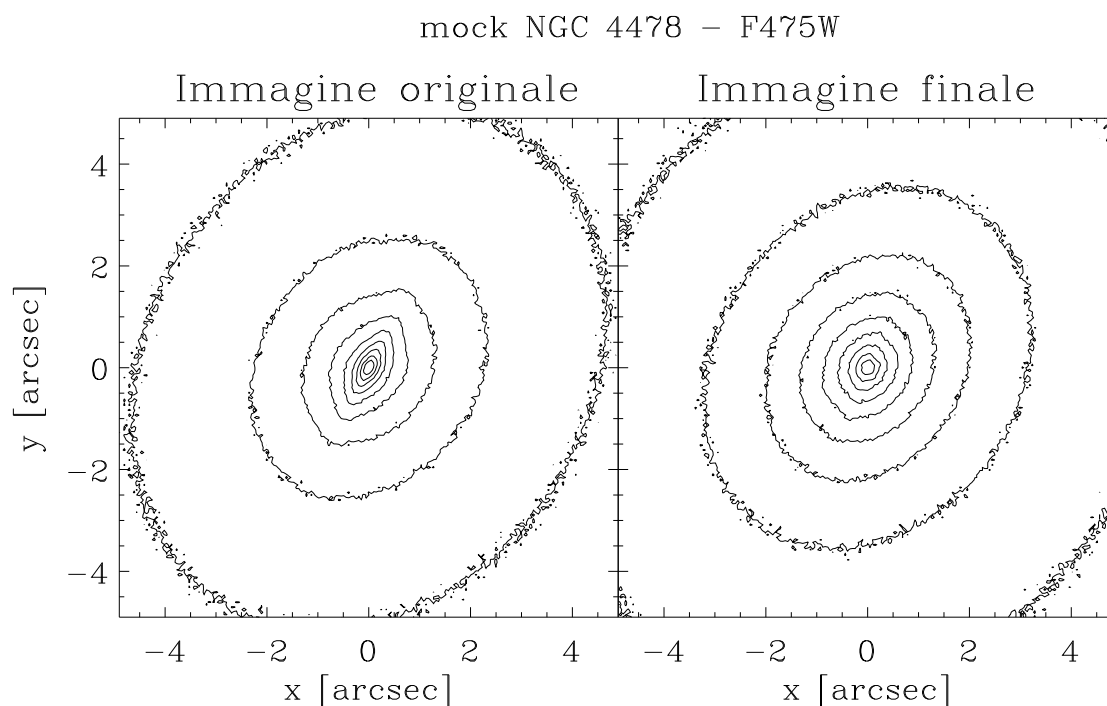


Figura 3.19: Isofote misurate sull’immagine simulata di NGC 4478 prima (a sinistra) e dopo (a destra) la sottrazione del miglior modello di disco. Si noti come le isofote nucleari, che prima avevano una forma “a disco”, risultino avere una forma finale ellittica simile a quella delle isofote più esterne. I contorni neri corrispondono alle isofote caratterizzate da un valore di brillantezza superficiale che va dal 90% al 10% di quello centrale con un passo del 10%.

coincidono con quelli usati per costruire il modello entro le barre d’errore a 3σ . Tuttavia bisogna anche tenere presente che al centro ci sono a disposizione un numero inferiore di *pixel* rispetto che nelle regioni esterne e l’interpolazione potrebbe risultare meno attendibile.

Capitolo 4

Limiti di rivelabilità dei dischi stellari nucleari

In questo capitolo viene descritto lo studio della rivelabilità dei dischi stellari nucleari condotto creando una serie di immagini simulate in cui vengono inseriti dischi con parametri fotometrici differenti, pur mantenendo invariata la galassia ospite. Nella Sezione 4.1 viene esposto lo studio della rivelabilità dei dischi immersi in galassie ellittiche operato da Rix & White (1990). Nella Sezione 4.2 vengono riportati dei modelli preliminari costruiti per analizzare come varia la rivelabilità di un disco nucleare cambiando un solo parametro fotometrico alla volta e mantenendo gli altri fissi. Nella Sezione 4.3 vengono calcolati i rapporti delle luminosità del disco nucleare e dello sferoide (o della galassia ellittica) nel caso di galassie reali, in cui è stato scoperto esserci un disco stellare nucleare. Nella Sezione 4.4 viene presentata la costruzione di una serie di immagini simulate, utilizzando una griglia di valori, per i parametri dei dischi, variati in modo da formare tutte le combinazioni possibili. Questi modelli vengono poi analizzati estraendo il profilo radiale del coefficiente A_4 , il cui picco è indice della presenza di un disco. In Sezione 4.5 viene descritta l'analisi dei limiti di rivelabilità dei dischi nucleari contenuti nelle immagini simulate create in Sezione 4.4. Infine nella Sezione 4.6 viene riassunto quanto trovato e vengono proposti degli sviluppi futuri per questo lavoro di tesi.

4.1 Studio della rivelabilità

I dischi stellari nucleari sono strutture piccole, con raggi di scala di 10-100 pc, ma caratterizzati da un'elevata brillantezza superficiale di $15 - 20 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Nonostante siano molto luminosi, ci sono dei limiti oltre i quali non è possibile rivelarne la presenza. Infatti si riescono ad identificare solo quelli più brillanti, estesi ed inclinati. Questo potrebbe dare origine ad un effetto di selezione ed essere il motivo per cui la parte inferiore del diagramma in Figura 1.2 non è stata ancora popolata dalla scoperta di ulteriori dischi nucleari. Il problema della rivelabilità dei dischi immersi nella componente sferoidale delle galassie è stato affrontato da Rix & White (1990). Essi hanno costruito immagini simulate di galassie

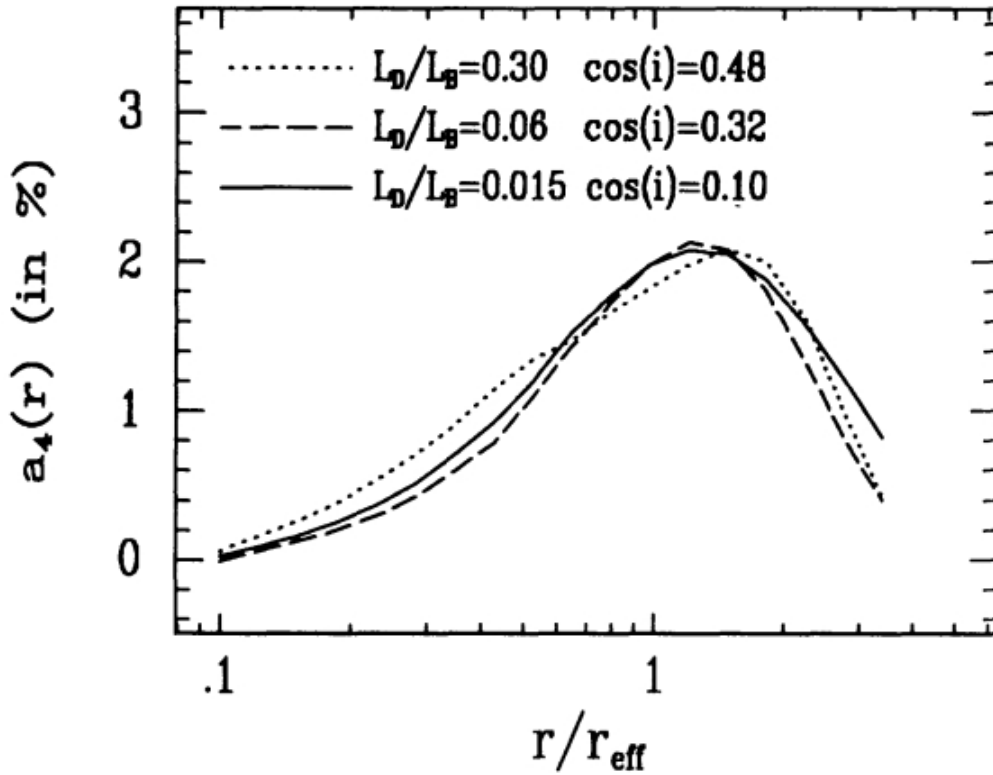


Figura 4.1: Profili radiali del coefficiente A_4 per tre immagini simulate con diversi rapporti $L_D/L_B = 0.015, 0.06$ e 0.30 e diverse inclinazioni $i = 61^\circ.3, 71^\circ.3$ e $84^\circ.3$. Sebbene il rapporto di luminosità vari di un fattore 20 tra questi modelli, i profili di A_4 sono molto simili. Questo mostra che gli effetti sul profilo di A_4 della luminosità del disco e della sua inclinazione possono risultare indistinguibili. Tratto da Rix & White (1990).

ellittiche, in cui è presente una componente di disco, caratterizzate da un rapporto fra la luminosità del disco e della galassia che varia tra $0.09 \leq L_D/L_B \leq 1$. I modelli sono stati ottenuti utilizzando una legge di de Vaucouleurs per il profilo di brillantezza superficiale della galassia e una legge esponenziale di Freeman per quello del disco. Hanno considerato quattro parametri: l'ellitticità ϵ della galassia, il coseno dell'inclinazione i del disco, il rapporto h/r_e tra raggio di scala del disco e raggio efficace della galassia ed il rapporto L_D/L_B fra la luminosità del disco e della galassia. Sono stati utilizzati due indicatori per stabilire quali dischi possano essere rivelati: il massimo $A_{4,\max}$ del profilo radiale del coefficiente A_4 e lo scarto quadratico medio δI della deviazione del profilo di brillantezza superficiale osservato dal profilo di de Vaucouleurs. Analizzando la variazione del profilo di A_4 in funzione dei quattro parametri che costituiscono il modello, è emerso che esso non ha una forte dipendenza né dall'ellitticità della galassia, né dal rapporto dei raggi. Quindi è stato deciso di fissare $\epsilon = 0.35$ e $h/r_e = 0.75$. Dato che è stato stabilito a priori un valore per il rapporto dei raggi, sia il disco immerso che la galassia ospite possono variare in dimensione nelle immagini simulate. Il profilo di A_4 presenta invece una forte dipendenza da L_D/L_B e dal

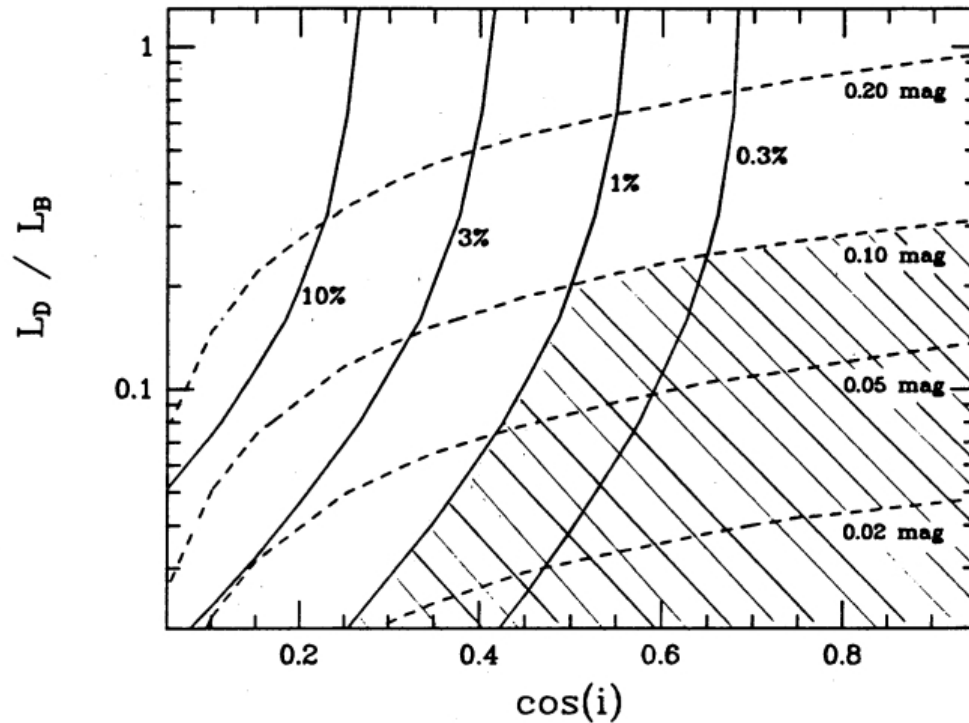


Figura 4.2: Effetto della presenza di una componente di disco sulla forma delle isofote e sul profilo radiale della galassia ospite. Le linee continue sono i contorni di ugual massimo di A_4 , mentre quelle tratteggiate sono i contorni di ugual scarto quadratico medio della deviazione dalla legge di de Vaucouleurs. L'area barrata contiene i dischi con un rapporto L_D/L_B e un'inclinazione tali da non essere rivelabili fotometricamente. Tratto da Rix & White (1990).

$\cos(i)$ del disco. Fra questi due parametri esiste una degenerazione, come mostrato in Figura 4.1, dal momento che modelli con rapporti di luminosità e coseno dell'inclinazione diversi possono avere lo stesso andamento del profilo radiale di A_4 e in particolare lo stesso valore di A_4 massimo. Rix & White (1990) inoltre hanno costruito un grafico, in cui hanno messo in relazione il rapporto L_D/L_B con $\cos(i)$ (Figura 4.2), a cui hanno sovrapposto i contorni di ugual $A_{4,\max}$ e quelli di valore costante di scarto quadratico medio δI . I limiti sotto i quali non si rivela il disco sono stati posti all'1% per il massimo di A_4 e 0.10 mag per δI . Per dischi molto inclinati ($\cos(i) < 0.4$), il valore massimo di A_4 è risultato essere un ottimo indicatore per identificare la presenza un disco. Tuttavia è stato trovato che, a basse inclinazioni ($\cos(i) > 0.6$), il profilo di A_4 non mostra un picco apprezzabile, indipendentemente dal rapporto delle luminosità delle componenti. Per rivelare i dischi più grandi visti circa di faccia è stato invece possibile utilizzare l'altro indicatore, ovvero δI .

Ci si propone quindi di analizzare, con il medesimo diagramma, l'area delimitata dai parametri che caratterizzano i dischi stellari nucleari, ovvero da $L_D/L_B \lesssim 0.01$. Tale area

non risulta compresa nel diagramma in Figura 4.2 ed è quindi necessario condurre un'ulteriore analisi specifica per i dischi stellari nucleari. A tal proposito sono state costruite delle immagini simulate in cui sono stati inseriti dischi stellari nucleari differenti, lasciando invariata la galassia ospite. In questo modo, variando l'inclinazione, la brillantezza superficiale centrale, il raggio di scala e l'angolo di posizione del disco, sono state dedotte le condizioni in cui esso, pur essendoci, non si riesce ad identificare.

4.2 Costruzione di immagini simulate di galassie con disco stellare nucleare

Si è proceduto costruendo una serie di immagini simulate con il programma `models.pro`. È stato utilizzato come modello della galassia l'immagine di NGC 4478, ottenuta in Sezione 3.3.4, in cui sono state introdotte due approssimazioni: l'angolo di posizione della galassia è stato allineato a quello del disco a $PA = 153^\circ$ e la scala è stata portata a $s = 0.05 \text{ arcsec pixel}^{-1}$. Di conseguenza, per alcuni parametri, sono stati ottenuti dei valori differenti da inserire nel programma, quali

$$\begin{aligned} I_e &= 391.02 \text{ ADU pixel}^{-1} \\ I_0 &= 5497.96 \text{ ADU pixel}^{-1} \\ r_e &= 256.03 \text{ pixel} \\ h &= 11.00 \text{ pixel}. \end{aligned}$$

Nei vari modelli sono stati fatti variare i parametri del disco stellare nucleare come segue

$$\begin{aligned} I_0^{\text{mock}} &= \left[\frac{I_0}{4}, \frac{I_0}{2}, I_0, 2I_0, 4I_0 \right] \\ h^{\text{mock}} &= \left[\frac{h}{4}, \frac{h}{2}, h, 2h, 4h \right] \\ q^{\text{mock}} &= [0.1, 0.2, 0.3, 0.4, 0.5] \\ PA^{\text{mock}} &= [3^\circ, 33^\circ, 63^\circ, 153^\circ]. \end{aligned}$$

Per comprendere come ciascuno di essi possa influenzare la rivelabilità del disco, sono stati fatti variare uno alla volta nelle diverse immagini, mantenendo gli altri fissi. Questo procedimento è utile quindi per esplorare lo spazio dei parametri e per stabilire la griglia di valori che sono stati successivamente utilizzati nella Sezione 4.4. Il modello caratterizzato dai valori $[I_0, h, 0.2, 153^\circ]$ corrisponde all'immagine simulata di NGC 4478, con la lieve differenza che il rapporto assiale è stato approssimato a $q = 0.2$. Come criteri di identificazione del disco ed analisi delle immagini, sono stati considerati quelli esposti nelle Sezioni 2.2 e 2.3. Sono infatti state tracciate le isofote, generate le immagini di *unsharp masking* ed è stato estratto il profilo radiale del coefficiente A_4 con la procedura `ellipse` di IRAF. I risultati sono mostrati nelle Figure 4.3, 4.4, 4.5 e 4.6.

Nella Figura 4.3 sono riportati i risultati per le immagini simulate contenenti un disco stellare nucleare con una brillantezza superficiale pari a $[\frac{I_0}{4}, \frac{I_0}{2}, 2I_0, 4I_0]$ e con gli altri parametri tenuti fissi. Il modello con $\frac{I_0}{4}$ presenta delle isofote lievemente “a disco” entro gli $0.5 \text{ arcsec} \times 0.5 \text{ arcsec}$ centrali e si nota una struttura leggermente allungata, nella direzione dell’asse maggiore del disco, nell’immagine di *unsharp masking*. Il profilo radiale di A_4 ha un massimo circa pari a $A_{4,\text{max}} \simeq 0.02$ a 0.7 arcsec ma, essendo dominato al centro dal rumore, la determinazione di un valore preciso per il picco è difficoltosa. Il modello caratterizzato da $\frac{I_0}{2}$ contiene un disco identificabile con maggior facilità: le isofote hanno una forma “a disco” meglio definita entro circa gli $1 \text{ arcsec} \times 1 \text{ arcsec}$ centrali e la struttura allungata nell’immagine di *unsharp masking* risulta più visibile. Il picco di A_4 si trova a circa 0.75 arcsec , ha un valore $A_{4,\text{max}} \simeq 0.03$ ed è individuabile anch’esso con più facilità rispetto al caso precedente. Il modello con $2I_0$ è caratterizzato da un disco molto luminoso e quindi semplice da identificare. Le isofote sono marcatamente a disco negli $1 \text{ arcsec} \times 1 \text{ arcsec}$ centrali e si distingue chiaramente la struttura allungata nella figura di *unsharp masking*. Il massimo del coefficiente A_4 si presenta a 1.2 arcsec e possiede un valore di $A_4 \simeq 0.06$. Si nota che il rumore risulta notevolmente diminuito. Infine il modello contenente un disco caratterizzato da $4I_0$ ha delle isofote “a disco” ulteriormente marcate negli $1.5 \text{ arcsec} \times 1.5 \text{ arcsec}$ centrali e l’immagine di *unsharp masking* mostra chiaramente la struttura allungata generata dalla presenza del disco. Il massimo di A_4 si trova circa a 1.3 arcsec e assume un valore $A_{4,\text{max}} \simeq 0.08$. In generale si nota che, al crescere della brillantezza superficiale centrale del disco, il massimo del profilo radiale del coefficiente A_4 si alza da 0.02 a 0.08 e si sposta verso l’esterno da 0.7 arcsec a 1.3 arcsec . Si conclude quindi che i dischi con una brillantezza superficiale centrale più elevata siano quelli che possono essere rivelati con maggior facilità.

Nella Figura 4.4 sono riportati i risultati per le immagini simulate contenenti un disco stellare nucleare con un raggio di scala pari a $[\frac{h}{4}, \frac{h}{2}, 2h, 4h]$ e con gli altri parametri tenuti fissi. Il modello con $\frac{h}{4}$ presenta delle isofote ellittiche dalle quali non si direbbe che nella galassia sia presente un disco. Nell’immagine di *unsharp masking* non si nota alcuna struttura allungata e la posizione ed il valore del massimo del profilo di A_4 sono difficilmente identificabili. Questo disco nucleare sarebbe senz’altro non rivelabile. Il modello con $\frac{h}{2}$ è caratterizzato da delle isofote “a disco” entro gli $0.5 \text{ arcsec} \times 0.5 \text{ arcsec}$ centrali e nell’immagine di *unsharp masking* si vede una struttura allungata. Il massimo di A_4 è meglio individuabile rispetto al caso precedente, si trova a 0.5 arcsec ed è pari a $A_{4,\text{max}} \simeq 0.04$. Il modello con $2h$ contiene un disco piuttosto grande, quindi le isofote “a disco” si estendono fino a circa $2 \text{ arcsec} \times 2 \text{ arcsec}$ dal centro. Si riconosce una ben definita struttura allungata nell’immagine di *unsharp masking* e il picco di A_4 si trova a 1.7 arcsec ed ha un valore $A_{4,\text{max}} \simeq 0.06$. Il modello con $4h$ contiene un disco decisamente grande. Probabilmente esso sarebbe meglio classificabile come disco immerso in una galassia ellittica, piuttosto che come disco nucleare. Le isofote hanno una forma “a disco” entro i $5 \text{ arcsec} \times 5 \text{ arcsec}$ centrali, la struttura allungata è ben visibile nell’immagine di *unsharp masking* e il profilo di A_4 ha un valore massimo pari a $A_{4,\text{max}} \simeq 0.06$ a 3.5 arcsec . In generale si nota che il valore del massimo del profilo radiale del coefficiente A_4 si alza da $A_{4,\text{max}} \simeq 0.01$ a 0.06 e si sposta in maniera notevole verso l’esterno rispetto ai modelli in cui viene fatta variare

la brillantezza superficiale centrale. Infatti esso trasla, all'aumentare di h , da circa 0.4 arcsec a 3.5 arcsec dal centro. Inoltre risulta molto allargato, raggiungendo un valore pari a zero a 0.5 arcsec dal centro nel primo modello, mentre nell'ultimo lo raggiunge oltre i 12 arcsec dal centro. Si conclude quindi che i dischi con un raggio di scala più elevato siano quelli più facili da rivelare.

Nella Figura 4.5 sono riportati i risultati per le immagini simulate contenenti un disco stellare nucleare con un rapporto assiale q (o coseno dell'inclinazione) pari a [0.1, 0.3, 0.4, 0.5] e con gli altri parametri tenuti fissi. Il modello con $q = 0.1$ contiene un disco molto inclinato ($i = 84^\circ.3$) e lo si nota immediatamente dall'immagine di *unsharp masking*, in cui la struttura evidenziata è molto allungata. Analogamente le isofote presentano una forma decisamente “a disco” entro gli $1 \text{ arcsec} \times 1 \text{ arcsec}$ centrali. Il massimo del coefficiente A_4 si trova a 0.6 arcsec e risulta pari a $A_{4,\text{max}} \simeq 0.07$. Si assume infatti che l'unico punto con un valore pari a $A_4 = 0.08$ costituisca un errore di interpolazione e si segue piuttosto l'andamento generale del profilo. Il modello con $q = 0.3$ ($i = 72^\circ.5$) è caratterizzato da isofote leggermente “a disco” negli $1 \text{ arcsec} \times 1 \text{ arcsec}$ centrali e nell'immagine di *unsharp masking* si distingue una struttura lievemente allungata. Il massimo del coefficiente A_4 vale $A_{4,\text{max}} \simeq 0.03$ e si trova circa a 1 arcsec, anche se, a causa del rumore, è difficile identificare il valore esatto con precisione. Il modello con $q = 0.4$ ($i = 66^\circ.4$) presenta delle isofote ellittiche e nell'immagine di *unsharp masking* non c'è alcuna struttura allungata. Da questi due indicatori si potrebbe pensare che il disco nucleare non ci sia. Il profilo radiale di A_4 presenta un picco a 1.4 arcsec che vale $A_{4,\text{max}} \simeq 0.02$. Da ciò si può dedurre che il disco è presente, anche se di difficile rivelabilità. Il modello con $q = 0.5$ ($i = 60^\circ.0$) non mostra segni della presenza di un disco nucleare né nelle isofote, né nell'immagine di *unsharp masking*. Il profilo del coefficiente A_4 presenta un picco, ma esso ha un valore $A_{4,\text{max}} < 0.01$ e, a causa del rumore, è molto complicato determinarne un valore preciso. Su quest'immagine non sarebbe possibile effettuare la decomposizione fotometrica di Scorza-Bender per ricavare i parametri fotometrici del disco (Sezione 3.4). In generale il massimo del profilo radiale del coefficiente A_4 si abbassa progressivamente al diminuire dell'inclinazione. Esso passa da un valore $A_{4,\text{max}} \simeq 0.07$ ad uno minore di 0.01. Il profilo si allarga leggermente sempre al diminuire dell'inclinazione. Esso assume un valore pari a zero a 2.7 arcsec dal centro per il modello con $q = 0.1$, oltre i 4 arcsec dal centro per il modello con $q = 0.5$. Si conclude quindi che la rivelabilità dei dischi nucleari diminuisce man mano che aumenta il rapporto assiale (ovvero diminuisce l'inclinazione).

Nella Figura 4.6 sono riportati i risultati per le immagini simulate contenenti un disco stellare nucleare con un angolo di posizione pari a [3° , 33° , 63°] e con gli altri parametri tenuti fissi. Il modello con $\text{PA} = 3^\circ$ mostra delle isofote “a disco” nei $2 \text{ arcsec} \times 2 \text{ arcsec}$ centrali, dirette nella direzione dell'asse maggiore del disco, che è sfasata di 30° rispetto a quella dell'asse maggiore della galassia. La stessa struttura allungata nella medesima direzione si può notare nell'immagine di *unsharp masking*. Tuttavia i lobi più scuri, che in tutte le altre immagini risultano accanto al disco, ora si trovano spostati nella direzione dell'asse maggiore della galassia. Questo è dovuto al fatto che la galassia non ha isofote circolari ma ellittiche e, quando si applica il filtro gaussiano circolare all'immagine, esso evidenzia, seppur in maniera minore, anche la struttura della galassia ospite. Il profilo di

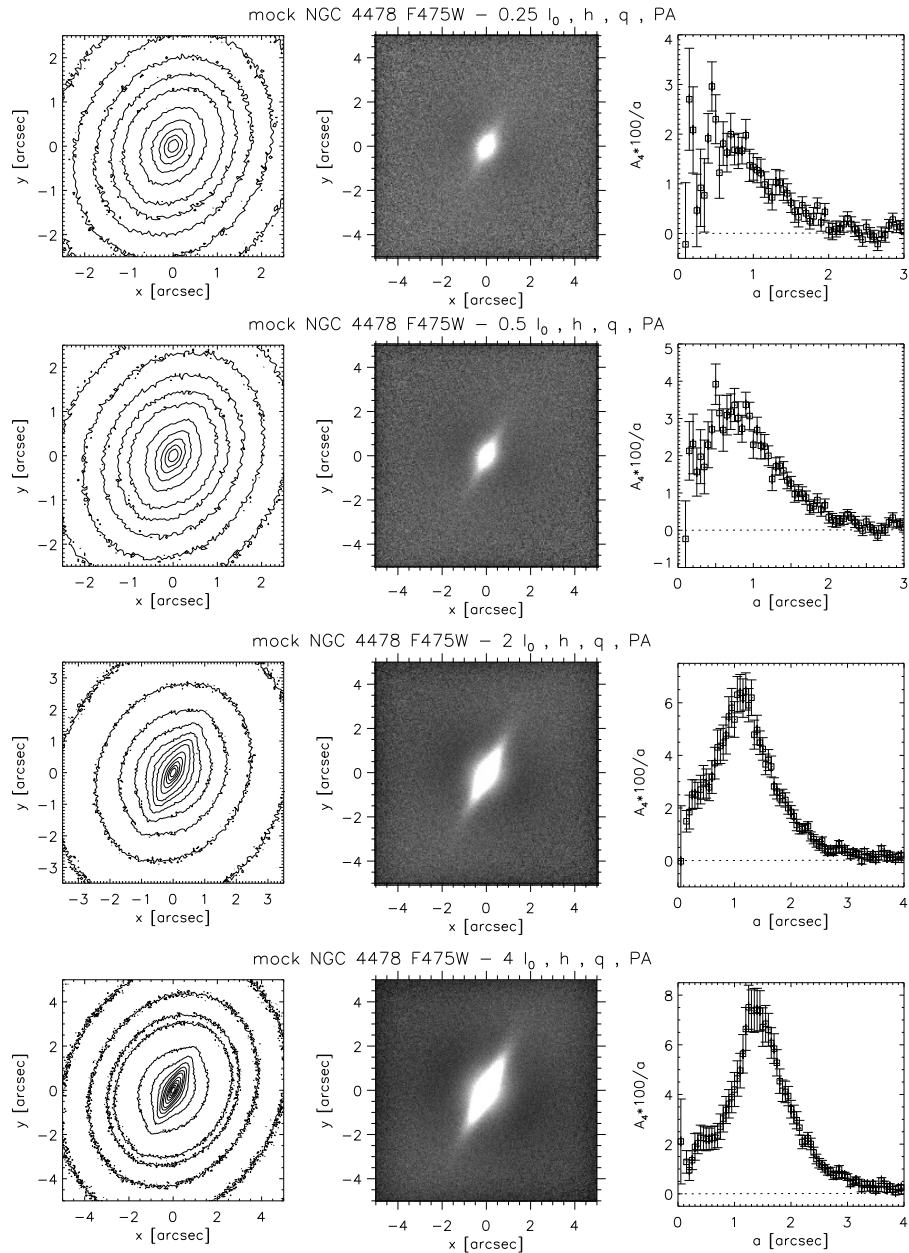


Figura 4.3: Sono riportate le isofote (a sinistra), l'immagine di *unsharp masking* (al centro) e il profilo radiale di A_4 (a destra) per le immagini simulate in cui il disco nucleare è caratterizzato da una brillantezza superficiale centrale di $I_0/4$, $I_0/2$, $2I_0$, $4I_0$ (dall'alto verso il basso). Le isofote corrispondono ad un valore di brillantezza superficiale del 20, 25, 30, 35, 40, 50, 60, 70, 80 e 90% di quello centrale per le prime due immagini (dall'alto). Per la terza sono aggiunti a questi livelli quelli del 10% e 15% e per la quarta, oltre a quest'ultimi, si considerano anche quelli al 3, 5, 7, 9%. Le immagini di *unsharp masking* sono state ottenute con una gaussiana circolare di $\sigma = 10, 11, 18, 24$ pixel (dall'alto verso il basso) che corrisponde rispettivamente a $\sigma = 0.5, 0.55, 0.9$ e 1.2 arcsec. La grandezza del campo di vista e dei livelli delle isofote nelle varie figure variano allo scopo di avere una migliore visualizzazione della regione d'interesse.

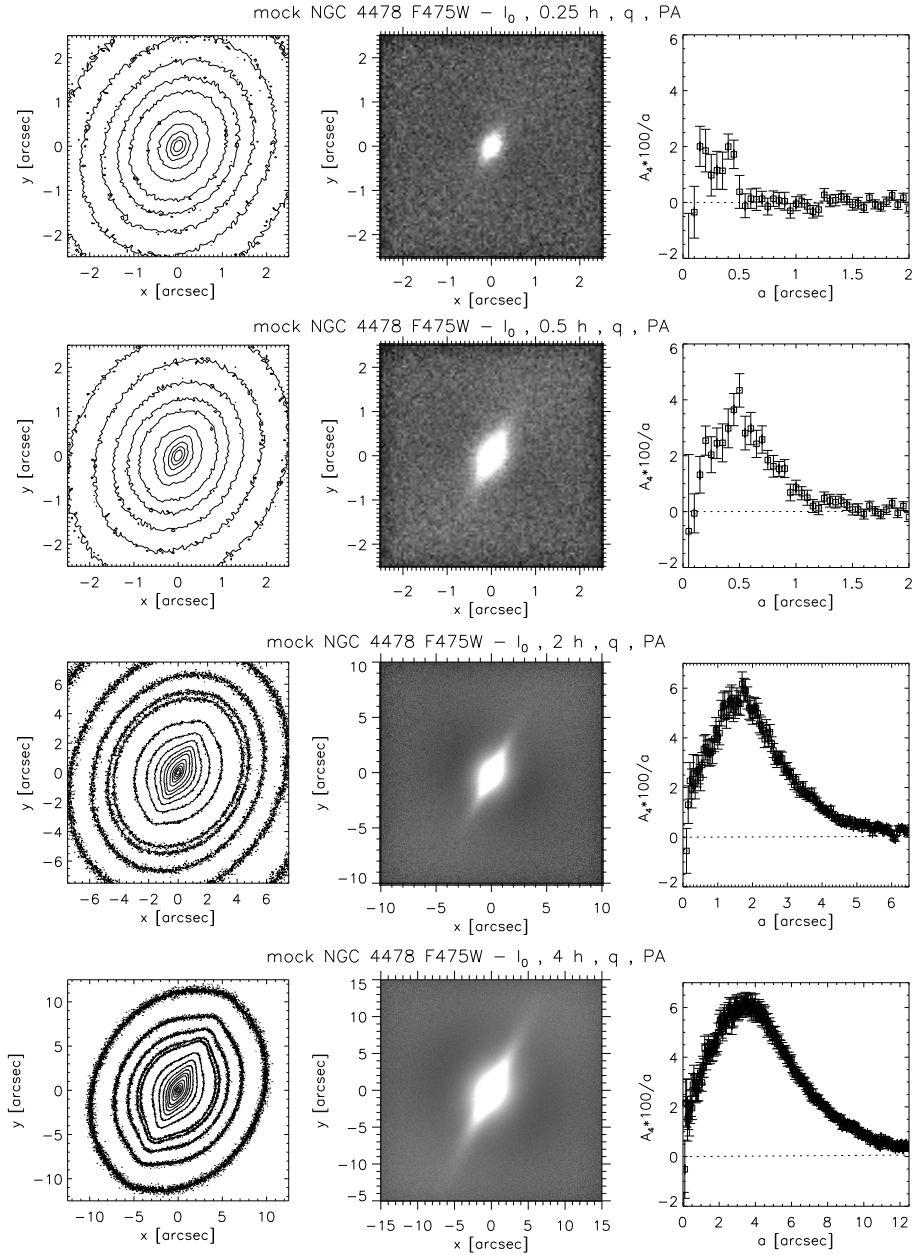


Figura 4.4: Sono riportate le isofote (a sinistra), l'immagine di *unsharp masking* (al centro) e il profilo radiale di A_4 (a destra) per le immagini simulate in cui il disco nucleare è caratterizzato da un raggio di scala di $h/4$, $h/2$, $2h$, $4h$ (dall'alto verso il basso). Le isofote corrispondono ad un valore di brillantezza superficiale del 20, 25, 30, 35, 40, 50, 60, 70, 80 e 90% di quello centrale per le prime due immagini (dall'alto). Per la terza e la quarta sono aggiunti a questi livelli quelli del 3, 5, 7, 9, 10 e 15%. Le immagini di *unsharp masking* sono state ottenute con una gaussiana circolare di $\sigma = 5, 8, 33, 68$ pixel (dall'alto verso il basso) che corrisponde rispettivamente a $\sigma = 0.25, 0.4, 1.65$ e 3.4 arcsec. La grandezza del campo di vista e dei livelli delle isofote nelle varie figure variano allo scopo di avere una migliore visualizzazione della regione d'interesse.

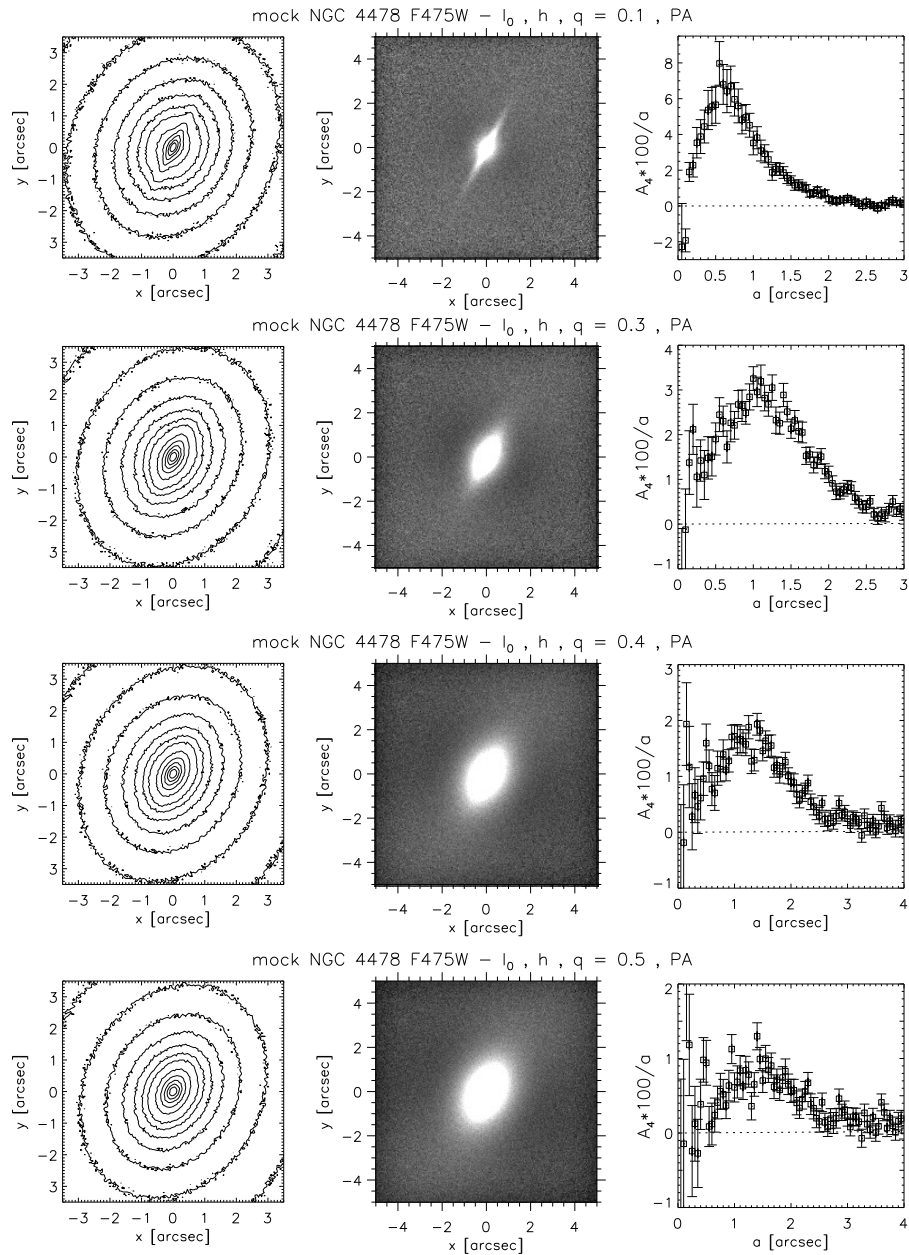


Figura 4.5: Sono riportate le isofote (a sinistra), l'immagine di *unsharp masking* (al centro) e il profilo radiale di A_4 (a destra) per le immagini simulate in cui il disco nucleare è caratterizzato da un rapporto assiale di 0.1, 0.3, 0.4, 0.5 (dall'alto verso il basso). Le isofote corrispondono ad un valore di brillantezza superficiale del 10, 15, 20, 25, 30, 35, 40, 50, 60, 70, 80 e 90% di quello centrale per tutte le immagini. Le immagini di *unsharp masking* sono state ottenute con una gaussiana circolare di $\sigma = 8, 17, 28, 28$ pixel (dall'alto verso il basso) che corrisponde rispettivamente a $\sigma = 0.4, 0.85, 1.4$ e 1.4 arcsec.

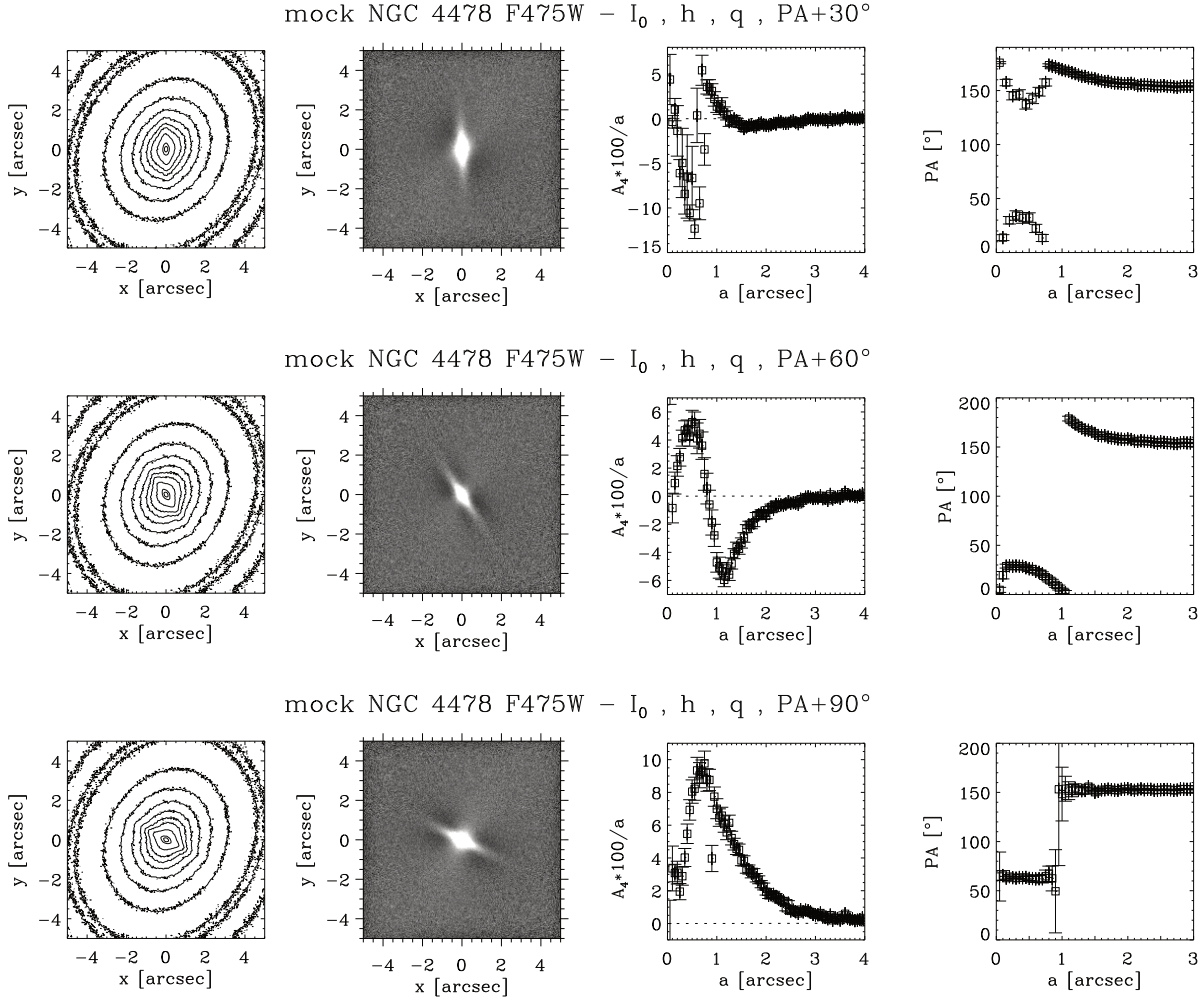


Figura 4.6: Sono riportate le isofote, l'immagine di *unsharp masking*, il profilo radiale di A_4 e dell'angolo di posizione (da sinistra verso destra) per le immagini simulate in cui il disco nucleare ha un angolo di posizione di 3°, 33° e 63° (dall'alto verso il basso), ovvero variato di 30°, 60° e 90° rispetto a quello della galassia ospite. Le isofote corrispondono ad un valore di brillantezza superficiale del 3, 5, 7, 9, 10, 15, 20, 25, 30, 35, 40, 50, 60, 70, 80 e 90% di quello centrale per tutte le immagini. Le immagini di *unsharp masking* sono state ottenute con una gaussiana circolare di $\sigma = 11, 8, 11$ pixel (dall'alto verso il basso) che corrisponde rispettivamente a $\sigma = 0.55, 0.4$ e 0.55 arcsec.

A_4 appare alquanto irregolare e a meno di 1 arcsec dal centro i valori ottenuti dall'interpolazione sono negativi. Probabilmente la procedura *ellipse*, nel momento in cui interpola le isofote nella regione del disco, le interpreta come isofote "a scatola", a causa del cambio repentino dell'angolo di posizione. Il profilo radiale di quest'ultimo, fuori dalla regione in cui è presente il disco, tende al valore caratteristico della galassia, pari a $PA = 153^\circ$. Entro gli 0.8 arcsec centrali alcuni punti sono vicini a $PA = 0^\circ$ perché, quando l'angolo di posizione arriva a $PA = 180^\circ$, si ricomincia a contarlo da zero. In ogni caso si nota un andamento piuttosto irregolare. Infatti ci si aspetterebbe che, nella regione occupata dal disco, i punti fossero tutti circa a $PA = 3^\circ$, per quanto appena detto, e invece si dispongono diversamente. Ciò può essere dovuto dal fatto che lo sfasamento di angolo di posizione tra galassia e disco rende difficoltosa l'interpolazione delle isofote. Il modello con $PA = 33^\circ$ mostra delle isofote "a disco" nei $2 \text{ arcsec} \times 2 \text{ arcsec}$ centrali, dirette nella direzione dell'asse maggiore del disco, che è sfasato di 60° rispetto a quello della galassia. Si vede una struttura allungata nella medesima direzione anche nell'immagine di *unsharp masking*. I lobi più scuri si trovano sempre disposti nella direzione dell'asse maggiore della galassia, tuttavia essi vengono tagliati dal disco e sembrano dunque essere quattro. Il profilo radiale del coefficiente A_4 presenta un valore massimo di $A_{4,\text{max}} \simeq 0.05$ a 0.5 arcsec dal centro. Prima di assumere un valore pari a zero, che è quello caratteristico della galassia, il profilo ha un minimo di $A_{4,\text{min}} = -0.06$ a 1.2 arcsec dal centro, il che sta a significare che la procedura *ellipse* ha interpretato le isofote interpolate come se fossero "a scatola". Questo accade proprio nella regione in cui si passa da isofote "a disco" a isofote ellittiche ed è probabile che la procedura le interpreti come isofote "a scatola" con un angolo di posizione simile a quello della galassia. Il profilo radiale dell'angolo di posizione appare molto più regolare rispetto a quello del caso precedente, probabilmente perché la differenza di angolo di posizione tra galassia e disco è più marcata. Nella regione in cui è presente il disco, l'angolo di posizione arriva a $PA \simeq 30^\circ$, per poi scendere e tendere al valore caratteristico della galassia, pari a $PA = 153^\circ$. Infine il modello con $PA = 63^\circ$ mostra delle isofote "a disco" nei $2 \text{ arcsec} \times 2 \text{ arcsec}$ centrali, dirette nella direzione dell'asse maggiore del disco, che è sfasato di 90° rispetto a quello della galassia. Si distingue una figura romboidale nell'immagine di *unsharp masking*. Come detto in precedenza, l'applicazione del filtro gaussiano circolare all'immagine simulata mette in evidenza le strutture che non hanno simmetria circolare. Quindi la figura è più allungata nella direzione del disco, che ha un'ellitticità maggiore rispetto a quella della galassia, ma lo è, anche se in maniera minore, in direzione di quest'ultima. I lobi scuri si dispongono nella direzione dell'asse maggiore della galassia, tuttavia essi vengono tagliati dal disco e quindi sembrano essere quattro. Il profilo radiale del coefficiente A_4 ha un valore massimo pari a $A_{4,\text{max}} \simeq 0.09$ e presenta solo un valore al di fuori dell'andamento, esattamente dove finisce la regione che ospita il disco. Il profilo radiale dell'angolo di posizione ha una discontinuità nella medesima posizione. Infatti esso presenta un valore di $PA = 63^\circ$ dove c'è il disco, e uno di $PA = 153^\circ$ dove rimane solo la galassia. In entrambi i profili l'andamento appare essere più regolare rispetto a quello trovato nei profili dei due modelli precedenti. Questo è dovuto al fatto che la differenza di angolo di posizione tra galassia e disco è più marcata e questo facilita l'interpolazione delle isofote. Si conclude che la variazione dell'angolo di posizione rende la rivelabilità di un

disco stellare nucleare più complicata, a causa dell'irregolarità dei profili ottenuti dall'interpolazione delle isofote. Tuttavia la struttura del disco risulta ben visibile nell'immagine di *unsharp masking* e qualora si traccino le isofote.

4.3 Confronto con i dischi stellari nucleari osservati

Allo scopo di ricostruire il diagramma, riportato nell'articolo di Rix & White (1990), che mette in relazione il rapporto tra le luminosità del disco e della galassia ospite con il coseno dell'inclinazione del disco (Figura 4.2), è necessario creare una serie di modelli che coprano tutto il piano (L_D/L_B , $\cos(i)$), nella regione occupata dai dischi stellari nucleari. A questo scopo sono stati calcolati i rapporti L_D/L_B nel caso di galassie reali, in cui sia stato rivelato e decomposto un disco stellare nucleare. Il campione di galassie considerato è stato riportato in Tabella 4.1. Esso comprende galassie ellittiche, lenticolari ed a spirale. Per le galassie ellittiche è stato calcolato il rapporto tra la luminosità del disco e quella della galassia, mentre per quelle a disco è stato considerato il rapporto tra le luminosità di disco e sferoide. Sono stati cercati in letteratura i valori dei parametri necessari per calcolare la luminosità totale di queste galassie, o dei loro sferoidi, e dei dischi nucleari. Le brillanze superficiali sono state tutte riportate in banda V , utilizzando la procedura *synphot* di IRAF applicando un'apposita correzione di colore, quando necessario. Inoltre è stata adottata una distanza di riferimento per ogni galassia, considerando la velocità nel sistema di riferimento della radiazione del fondo cosmico di microonde (v_{cmb}) di ognuna ricavata dal NED¹ e la legge di Hubble

$$D = v_{\text{cmb}}/H_0 \quad (4.1)$$

dove D è la distanza della galassia in Mpc, v_{cmb} è la velocità sopra menzionata in km s^{-1} e H_0 è la costante di Hubble, per cui è stato assunto un valore pari a $75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Le distanze ricavate sono state riportate in Tabella 4.1.

Il profilo di brillantezza superficiale dei dischi stellari nucleari in letteratura viene sempre descritto con una legge esponenziale di Freeman. La luminosità del disco è stata calcolata dalla seguente equazione

$$L_D = 2\pi I_0^{\text{oss}} \cos(i) h^2 = 2\pi I_0 h^2 \quad (4.2)$$

dove la luminosità è data in L_\odot , I_0^{oss} è la brillantezza superficiale osservata in $L_\odot \text{ pc}^{-2}$, I_0 quella corretta per inclinazione in $L_\odot \text{ pc}^{-2}$ e h è il raggio di scala in parsec. In letteratura le brillanze superficiali centrali sono solitamente riportate in mag arcsec^{-2} ed inoltre, se esse non sono già state corrette per inclinazione, allora è necessario applicare la seguente equazione

$$\mu_0^c = \mu_0 - 2.5 \log(\cos(i)) \quad (4.3)$$

¹NED è consultabile sul sito <https://ned.ipac.caltech.edu/>

dove μ_0^c è la brillantezza superficiale centrale in mag arcsec⁻² deproiettata, μ_0 è quella osservata non deproiettata e i è l'inclinazione in radianti ricavata da

$$i[\text{rad}] = \frac{i[^\circ] \cdot \pi}{180}. \quad (4.4)$$

Le brillantezze superficiali sono state convertite in unità di $L_\odot \text{ pc}^{-2}$ utilizzando

$$I_0 = 10^{-0.4(\mu_0^c - \mu_{\odot,V})} \quad (4.5)$$

dove $\mu_{\odot,V} = 26.4 \text{ mag arcsec}^{-2}$ è la brillantezza superficiale del Sole in banda V .

In letteratura i raggi di scala dei dischi nucleari sono solitamente riportati in arcsec oppure in parsec. È stata considerata la distanza adottata da ogni autore per riportare i raggi di scala in arcsec, qualora fossero in parsec. Successivamente essi sono stati riconvertiti in parsec con

$$h[\text{pc}] = \frac{h[\text{arcsec}] \cdot D}{0.206265} \quad (4.6)$$

dove D è la distanza adottata considerando $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Si è proceduto calcolando la luminosità totale delle galassie ellittiche considerate. Dal catalogo RC3 è stata ricavata, per ognuna di esse, la magnitudine totale apparente in banda B $m_{B,\text{tot}}$ e la correzione di colore $(B - V)_{\text{tot}}$ per passare dalla banda B alla banda V

$$m_{V,\text{tot}} = m_{B,\text{tot}} - (B - V)_{\text{tot}}. \quad (4.7)$$

Per ottenere la magnitudine assoluta è stato utilizzato il modulo di distanza, formulato in modo tale da poter inserire la distanza in Mpc

$$M_{V,\text{tot}} = m_{V,\text{tot}} - 25 - 5 \log(D) \quad (4.8)$$

dove $M_{V,\text{tot}}$ è la magnitudine assoluta in banda V , $m_{V,\text{tot}}$ quella apparente e D è la distanza in Mpc. Si ottiene la luminosità totale dalla seguente

$$L_E = 10^{-0.4(M_{V,\text{tot}} - M_{\odot,V})} \quad (4.9)$$

dove $M_{\odot,V} = 4.83 \text{ mag}$ è la magnitudine assoluta del Sole in banda V ed è pari a 4.83 mag e L_E è la luminosità totale della galassia in L_\odot . Infine è stato sottratto da L_E il contributo in luminosità del disco stellare nucleare.

Per le galassie lenticolari ed a spirale, è stato necessario cercare in letteratura dei lavori in cui fosse stata fatta la decomposizione fotometrica per separare il contributo in luminosità del disco principale e dello sferoide, e in cui fossero stati quindi trovati i parametri fotometrici di entrambi. Baggett et al. (1998) hanno riportato nel loro articolo le decomposizioni fotometriche monodimensionali di 620 galassie a disco e hanno interpolato il profilo radiale di brillantezza superficiale dello sferoide con una legge di de Vaucouleurs. La luminosità dello sferoide può essere quindi ricavata da

$$L_B = 7.22\pi I_e r_e^2 q_B \quad (4.10)$$

dove la luminosità è data in L_{\odot} , I_e è la brillantezza superficiale efficace in $L_{\odot} \text{ pc}^{-2}$, r_e è il raggio efficace in parsec e q_B è il rapporto assiale dello sferoide. Le brillantezze superficiali sono state fornite nell'articolo in mag arcsec^{-2} in banda V e sono state quindi convertite con

$$I_e = 10^{(-0.4(\mu_e - \mu_{\odot,V}))} \quad (4.11)$$

dove I_e è la brillantezza superficiale efficace in $L_{\odot} \text{ pc}^{-2}$, μ_e quella in mag arcsec^{-2} e $\mu_{\odot,V} = 26.4 \text{ mag arcsec}^{-2}$ la brillantezza superficiale del Sole. I raggi efficaci sono stati dati in arcsec e devono quindi essere riportati in parsec con

$$r_e[\text{pc}] = \frac{r_e[\text{arcsec}] \cdot D}{0.206265} \quad (4.12)$$

dove D è la distanza in Mpc adottata per ogni galassia. Baggett et al. (1998) hanno estratto i profili radiali di brillantezza superficiale solo lungo gli assi maggiori delle galassie e non hanno quindi ricavato e fornito i valori per il parametro q_B . È stato assunto quindi $q_B = 1$ nel calcolo della luminosità totale degli sferoidi. In ogni caso la maggior parte delle galassie di tipo morfologico da S0 a Sb, come quelle considerate nel campione qui analizzato, sono caratterizzate da $0.4 < q_B < 0.9$ (Méndez-Abreu et al. 2008) e quindi considerando $q_B = 1$ si ha che i rapporti L_D/L_B corretti possono discostarsi da quelli trovati al più di un fattore 2.

Alla luminosità calcolata con l'Equazione 4.10 bisogna sottrarre quella del disco, affinché resti solo il contributo dello sferoide. L'unica galassia a disco fra quelle considerate per cui Baggett et al. (1998) non hanno fornito la decomposizione è NGC 4342, i cui parametri sono stati ricavati da Kodaira et al. (1986). Il procedimento per ricavare la luminosità totale è il medesimo. Infatti, anche in questo caso, il profilo di brillantezza superficiale dello sferoide è stato sempre interpolato con una legge di de Vaucouleurs e le brillantezze superficiali sono state fornite in mag arcsec^{-2} in banda V . L'unica differenza sta nel fatto che il raggio efficace è stato fornito in kpc in scala logaritmica, anziché arcsec. Anche in questo caso è stato assunto $q_B = 1$. Infatti è stata applicata la medesima considerazione precedentemente esposta, in quanto anche Kodaira et al. (1986) hanno estratto i profili di brillantezza superficiale solo lungo gli assi maggiori delle galassie e non hanno quindi fornito i valori dei rapporti assiali.

I valori così ricavati della distanza di ogni galassia e della brillantezza superficiale centrale, del raggio di scala e dell'inclinazione del disco nucleare contenuto in ciascuna sono stati riportati in Tabella 4.1.

Galassia	Tipo	D [Mpc]	$\mu_{0,V}^0$ [mag arcsec ⁻²]	h [pc]	i [°]	L_D/L_B [10 ⁻³]	$\cos(i)$	Referenza
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
ESO352-057	S0	72.79	20.74	42.79	76.26	-	0.24	Ledo et al. (2010)
ESO378-020	S0	45.72	19.10	61.22	65.98	-	0.41	Ledo et al. (2010)
ESO507-027	S0	43.27	18.61	102.87	68.28	-	0.37	Ledo et al. (2010)
NGC 0584	E	20.09	18.97	73.98	73.86	1.5	0.28	Ledo et al. (2010)
NGC 1023	SB0 ⁻ (rs)	5.77	17.34	18.95	78.5	5.0	0.20	Portaluri (2013)
NGC 1425	SAb(s)	18.81	18.40	37.33	70	2.2	0.34	Pizzella et al. (2002)
NGC 3115	E-S0	13.59	15.36	19.20	81.60	0.5	0.15	Scorza & van den Bosch (1998)
NGC 3898	SAab(s)	17.88	17.03	19.62	73	1.1	0.29	Pizzella et al. (2002)
NGC 4342	S0	14.71	15.43	15.03	83	24.9	0.12	Scorza & van den Bosch (1998)
NGC 4458	E	13.4	17.92	15.59	82	1.7	0.14	Morelli et al. (2004)
NGC 4478	E	22.37	18.79	68.33	78	2.9	0.21	Morelli et al. (2004)
NGC 4570	S0	28.29	17.07	43.89	83	1.1	0.12	Scorza & van den Bosch (1998)
NGC 4621	E	10.55	20.72	43.30	83.97	0.2	0.11	Ledo et al. (2010)
NGC 4623	SB0	28.51	19.15	52.66	79.2	3.7	0.19	Pastorello (2010)
NGC 4660	E	18.75	20.02	49.39	78.92	1.7	0.19	Ledo et al. (2010)
NGC 4698	SAab(s)	17.8	19.01	45.21	74	0.9	0.28	Pizzella et al. (2002)

Tabella 4.1: Dischi stellari nucleari finora scoperti e dei quali sono stati derivati i parametri fotometrici. Col(1): Nome della galassia. Col(2): Tipo morfologico ricavato da RC3. Col(3): Distanza della galassia, ottenuta assumendo $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Col(4): Brillanza superficiale centrale in banda V del disco corretta per inclinazione. Col(5): Raggio di scala del disco calcolato con la distanza assunta in Col(3). Col(6): inclinazione del disco. Col(7): Rapporto delle luminosità del disco stellare nucleare e dello sferoide (per le galassie a disco) o delle luminosità del disco stellare nucleare e della galassia (per le galassie ellittiche). Col(8): Valore del coseno dell'inclinazione del disco stellare nucleare. Col(9): Articolo da cui sono stati tratti i parametri fotometrici del disco, prima di essere riportati in banda V e riscaldati con $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

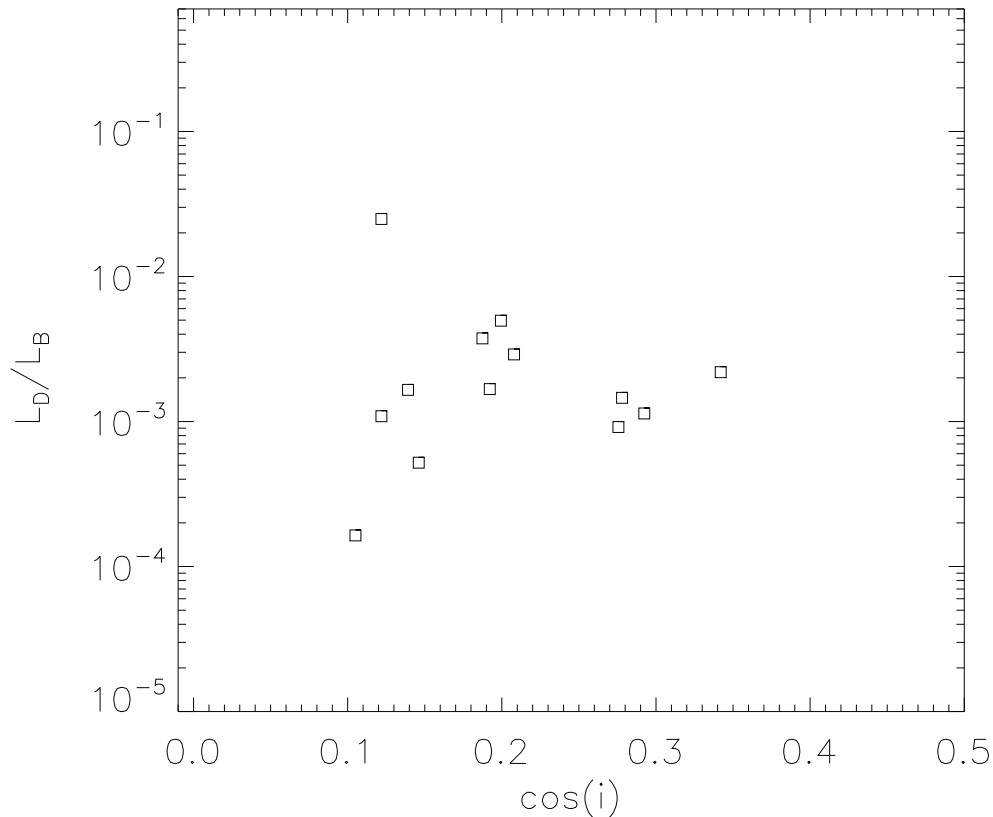


Figura 4.7: Rapporto delle luminosità dei dischi nucleari e della galassia ospite in funzione dell'inclinazione del disco nucleare per dischi stellari nucleari finora scoperti.

Si è proceduto calcolando il rapporto L_D/L_B per tutte le galassie considerate, ad eccezione di ESO352-057, ESO378-020 e ESO507-027 per cui non è stato possibile trovare delle decomposizioni fotometriche e quindi i valori dei parametri strutturali dei rispettivi sferoidi. Queste tre galassie sono state comunque incluse nella Tabella 4.1 in quanto appartengono all'insieme dei dischi nucleari per cui è stata applicata con successo la decomposizione fotometrica di Scorza-Bender. Per ricavare il coseno dell'inclinazione, i valori contenuti in Tabella 4.1 sono stati trasformati in radianti con l'Equazione 4.4. I risultati sono mostrati in Figura 4.7 e i valori riportati sempre in Tabella 4.1. Come si può notare i dischi si dispongono, in termini di rapporto di luminosità L_D/L_B , in un intervallo compreso tra 10^{-4} e 0.02, anche se la maggior parte di essi (10/13) sono compresi tra circa $9 \cdot 10^{-4}$ e $6 \cdot 10^{-3}$. Quindi si può concludere che la luminosità dei dischi stellari nucleari finora trovati raggiunge al più circa l'1% di quella dello sferoide o della galassia ospite. Non sono presenti dischi con $\cos(i) > 0.4$, che equivale a $i < 66^\circ$ e ciò è probabilmente dovuto al fatto che dischi con $i \lesssim 60^\circ$ sono difficilmente rivelabili.

4.4 Griglia dei modelli e limiti di rivelabilità

Si è proceduto costruendo una serie di immagini simulate al fine di riprodurre il diagramma in Figura 4.2 nella regione contenente i dischi stellari nucleari. Sono stati considerati modelli con rapporto assiale $q^{\text{mock}} \leq 0.5$ in quanto, come visto in precedenza, dischi nucleari con $q^{\text{mock}} > 0.5$ sono difficilmente rivelabili (Rix & White 1990). Per quello che riguarda il rapporto delle luminosità, è stato trovato in Sezione 4.3 che la luminosità dei dischi stellari nucleari finora scoperti raggiunge al più circa l'1% di quella dello sferoide o della galassia ospite. In riferimento a Figura 4.2, nella regione considerata si ha che sia il valore massimo del profilo di A_4 che lo scarto quadratico medio delle deviazioni del profilo di brillantezza superficiale osservato dal profilo di de Vaucouleurs δI sono indicatori efficaci per stabilire quali dischi possano essere rivelati. In questa tesi è stato deciso di utilizzare il primo dei due indicatori, in quanto è stato adoperato un profilo di Sérsic per riprodurre la distribuzione di luce della galassia e non uno di de Vaucouleurs. Inoltre le galassie reali possono presentare altre componenti nucleari, oltre ai dischi, che potrebbero produrre deviazioni dal profilo di Sérsic.

Le immagini simulate sono state costruite con il programma `models.pro`, adoperando la seguente griglia di valori

$$I_0^{\text{mock}} = \left[\frac{I_0}{10}, \frac{3I_0}{10}, I_0, 3I_0, 9I_0 \right]$$

$$h^{\text{mock}} = \left[\frac{h}{4}, \frac{h}{2}, h, 2h, 4h \right]$$

$$q^{\text{mock}} = [0.10, 0.15, 0.20, 0.25, 0.30, 0.35, 0.40, 0.45, 0.50]$$

dove I_0 e h sono la brillantezza superficiale centrale e il raggio di scala del disco considerati come riferimento per costruire i modelli in Sezione 4.2. Essi sono stati combinati in modo da formare tutti gli abbinamenti possibili e sono quindi stati creati 225 modelli. L'angolo di posizione del disco nucleare è stato allineato con quello della galassia e tenuto fisso in tutti i modelli ad un valore di $\text{PA} = 153^\circ$. La scelta è giustificata dal fatto che, in Sezione 4.2, è stato trovato che la variazione dell'angolo di posizione non incide in maniera così significativa sulla rivelabilità, in quanto il disco è ben riconoscibile sia tracciando le isofote che nell'immagine di *unsharp masking*, anche se l'interpolazione da parte della procedura `ellipse` restituisce profili irregolari in alcuni casi. Inoltre in letteratura non sono presenti casi di dischi disallineati, rispetto alla galassia, tanto quanto quelli considerati in Sezione 4.2, ad eccezione di quello contenuto in NGC 4698, avente un angolo di posizione coincidente con quello dello sferoide, ma disallineato di 90° rispetto a quello del disco esterno. Assumere l'angolo di posizione del disco nucleare uguale a quello della galassia semplifica la trattazione successiva in quanto, come è stato visto in Figura 4.6, i profili radiali del coefficiente A_4 presentano andamenti piuttosto irregolari in certi casi ed è quindi complicato determinare $A_{4,\text{max}}$.

Si è proceduto calcolando il rapporto tra la luminosità del disco nucleare e quella della galassia ospite dei modelli creati, utilizzando per le due componenti rispettivamente le

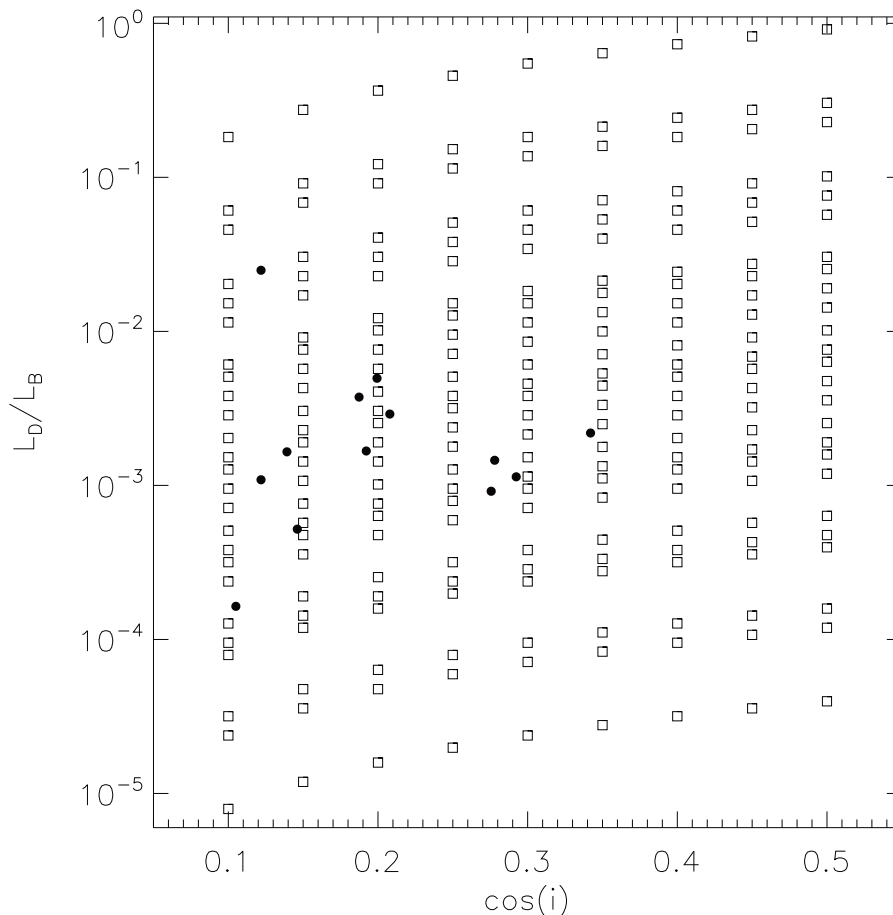


Figura 4.8: Punti rappresentativi delle galassie contenenti dischi stellari nucleari finora scoperti (punti neri) e dei modelli di galassie contenenti un disco nucleare (quadrati bianchi) posti nel piano che ha in ordinata il rapporto tra la luminosità del disco e dello sferoide (o della galassia nel caso di ellittiche) e in ascissa il coseno dell'inclinazione del disco.

Equazioni 3.23 e 3.17. È stato quindi riprodotto lo stesso diagramma di Figura 4.7, nel quale sono stati inseriti sia i punti rappresentativi delle galassie reali, che quelli dei modelli appena generati, per confrontarne la disposizione (Figura 4.8). I valori dei parametri utilizzati per costruire i modelli sono stati scelti in modo tale che i loro punti rappresentativi in questo diagramma occupassero una regione che comprendesse quella in cui sono presenti quelli delle galassie reali. Come si può vedere in Figura 4.8, è stata esplorata una regione molto più ampia di quella coperta dai dischi reali. L'area comprendente rapporti $L_D/L_B \leq 10^{-4}$ è stata esplorata al fine di studiare al meglio i limiti di rivelabilità. Quella caratterizzata da $\cos(i) > 0.35$ è stata considerata per analizzare i limiti di rivelabilità legati all'inclinazione del disco nucleare. Per $L_D/L_B > 0.02$ si comincia ad esplorare la regione più in basso del diagramma riportato in Figura 4.2, che contiene dischi che sono al limite tra i dischi nucleari e quelli immersi. È stata considerata per avere una continuità

con il diagramma in Figura 4.2 e per poter tracciare i contorni di $A_{4,\max}$ anche in quella regione, anche se non contiene dischi nucleari.

Successivamente sono stati estratti i profili radiali del coefficiente A_4 , per tutti i modelli, con la procedura `ellipse` di IRAF. Infatti, per poter costruire i contorni di ugual valor massimo di A_4 , è stato necessario ricavare il valore del massimo di ognuno di questi profili e stabilire dei livelli di riferimento. Tuttavia, a causa della presenza del rumore, la ricerca del massimo è spesso difficoltosa. Questo problema è già stato incontrato in Sezione 4.2, nel momento in cui sono stati individuati, uno per uno e senza l'ausilio di un programma, i valori del massimo dei profili di A_4 . Ad esempio, nel caso del primo modello in Figura 4.3, il rumore al centro è così forte che individuare il massimo non è semplice. Nel caso del primo modello in Figura 4.4 il picco del profilo è così basso e poco strutturato che la presenza del rumore complica la determinazione del vero massimo. Nel modello in basso di Figura 4.5, il massimo del profilo radiale di A_4 è molto basso e la presenza del rumore disturba enormemente l'individuazione della posizione e del valore del picco. Nel momento in cui si dovesse passare ad un'identificazione automatica del massimo, il programma, per modelli simili a quelli elencati, fornirebbe con tutta probabilità una posizione ed un valore di massimo errati.

Sono stati quindi nuovamente generati i modelli, utilizzando la stessa griglia di valori, ma in questo caso non è stata aggiunta alcuna componente di rumore. Per ognuno di essi è stato estratto il profilo radiale del coefficiente A_4 ed è stato posto a confronto con quello ottenuto per il medesimo modello contenente il rumore. Inoltre sono stati calcolati, per ogni modello, i residui dalla sottrazione dei valori dei profili di A_4 con e senza rumore. Vengono mostrati alcuni esempi nelle Figure 4.9, 4.10, 4.11 e 4.12.

Il modello da cui sono stati estratti i profili in Figura 4.9 contiene un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale centrale I_0 , un raggio di scala h e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.20$, e quindi risulta, tra tutti i modelli, quello che più si avvicina a quello costruito in Sezione 3.3.4. Il profilo di A_4 del modello con il rumore non si discosta molto da quello del modello senza rumore, tuttavia quest'ultimo è comunque utile per individuare il valore corretto del massimo. I residui indicano che il punto in cui i due profili differiscono maggiormente è al centro. Il modello da cui sono stati estratti i profili in Figura 4.10 contiene un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale di $0.3I_0$, un raggio di scala di $h/2$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.30$, e risulta quindi più piccolo, meno luminoso e meno inclinato rispetto al caso precedente. Il profilo di A_4 del modello con il rumore si avvicina a quello del modello senza rumore man mano che ci si allontana dal centro ed infatti i residui diminuiscono procedendo verso l'esterno. Si può notare che, entro 1 arcsec, regione in cui è presente il picco, il rumore diventa preponderante e il profilo del modello senza rumore aiuta in maniera notevole nella ricerca del valore e della posizione del massimo. Questo disco costituisce un caso che sarebbe al limite della rivelabilità, a causa della presenza del rumore e del fatto che, pur escludendo gli 0.3 arcsec centrali, il picco appare poco strutturato. Il modello da cui sono stati estratti i profili in Figura 4.11 contiene un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale di $3I_0$, un raggio di scala di h e un rapporto assiale $q = 0.25$. Si tratta quindi di un disco molto luminoso. In questo caso il profilo del modello senza rumore ricalca bene quello del modello con il

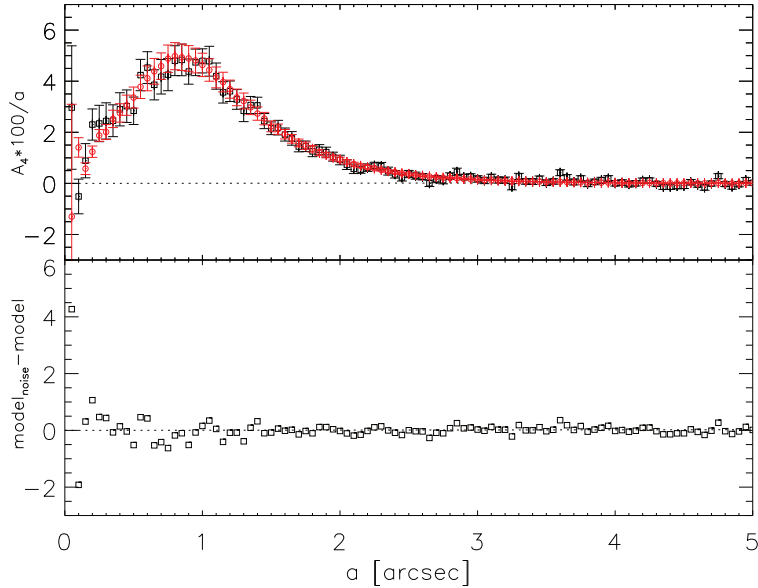


Figura 4.9: In alto: profilo radiale del coefficiente A_4 in funzione del semiasse maggiore del modello con (quadrati neri) e senza rumore (cerchi rossi), che contiene un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale centrale I_0 , un raggio di scala h e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.20$. In basso: residui ottenuti dalla sottrazione tra i valori del profilo di A_4 del modello contenente il rumore e quelli del modello senza rumore.

rumore, anche nelle regioni centrali. Lo si può vedere anche dai residui, che appaiono minori di quelli del modello precedente. Lo stesso comportamento si può notare in Figura 4.12, i cui profili sono stati ricavati da un modello che contiene un disco caratterizzato da una brillantezza superficiale I_0 , un raggio di scala di $2h$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.20$. Essendo un disco molto grande, il profilo di A_4 raggiunge un valore costante pari a zero a circa 7 arcsec, quindi più esternamente rispetto ai casi precedenti.

In generale si conclude che i dischi più grandi o più luminosi rispetto al modello di riferimento, cioè quello caratterizzato da $[I_0, h, q = 0.2]$, presentano un profilo del coefficiente A_4 che è poco influenzato dal rumore, sia nelle regioni centrali, ma soprattutto in quelle più esterne. Per questi dischi il massimo è facilmente individuabile, dato che il picco si presenta più esternamente, dove il rumore incide in maniera minore, più alto e più strutturato. Al contrario, i dischi più piccoli e meno luminosi rispetto al modello di riferimento presentano un picco più spostato verso le regioni centrali e più basso. A causa del rumore, la sua forma può risultare modificata e la ricerca del massimo diventare complicata. In questi casi, grazie ai profili ricavati dai modelli senza rumore, è possibile avere un'indicazione più veritiera a proposito dell'andamento del profilo e della collocazione del massimo. Tuttavia, quando il disco considerato è troppo piccolo, debole o poco inclinato, il picco diventa decisamente basso e non strutturato.

Si riportano degli esempi nelle Figure 4.13 e 4.14. Questi due dischi sicuramente non sarebbero rivelabili. Viene proposto anche il caso estremo di Figura 4.15 in cui, pur essen-

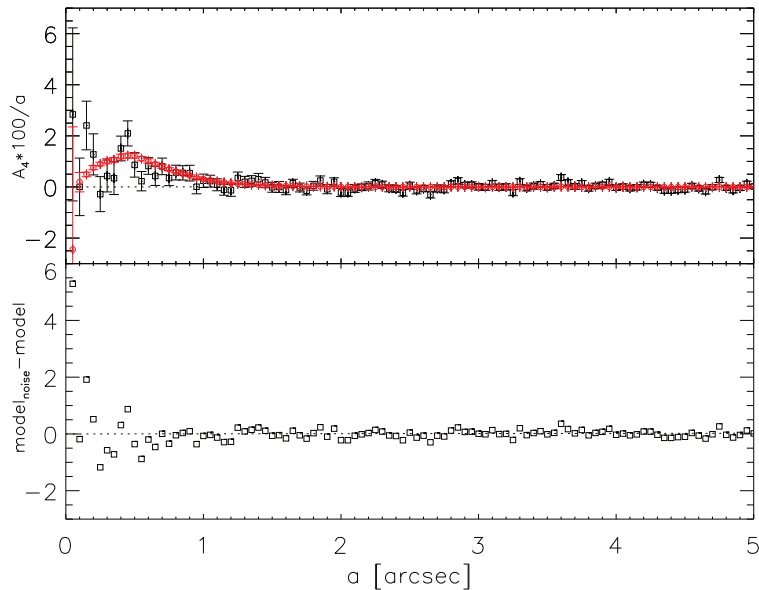


Figura 4.10: In alto: profilo radiale del coefficiente A_4 in funzione del semiasse maggiore del modello con (quadrati neri) e senza rumore (cerchi rossi), che contiene un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale centrale di $0.3I_0$, un raggio di scala di $h/2$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.30$. In basso: residui ottenuti dalla sottrazione tra i valori del profilo di A_4 del modello contenente il rumore e quelli del modello senza rumore.

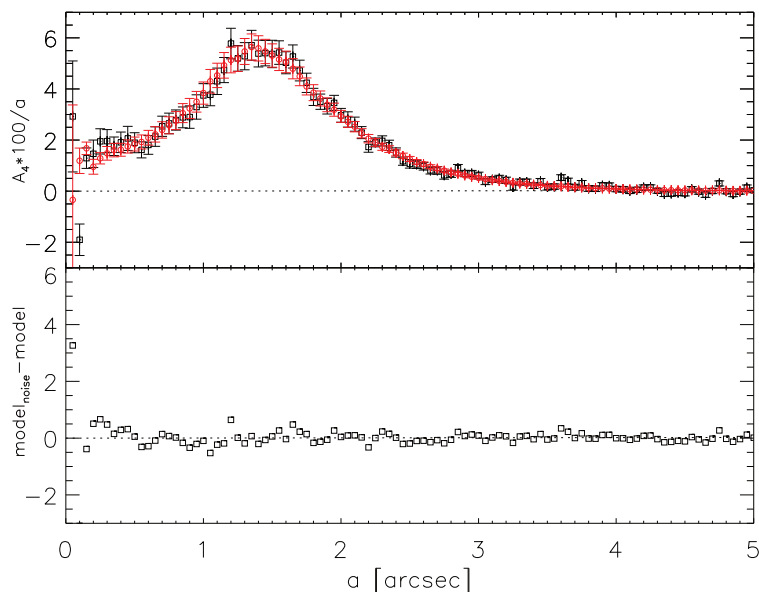


Figura 4.11: In alto: profilo radiale del coefficiente A_4 in funzione del semiasse maggiore del modello con (quadrati neri) e senza rumore (cerchi rossi), che contiene un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale centrale di $3I_0$, un raggio di scala h e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.25$. In basso: residui ottenuti dalla sottrazione tra i valori del profilo di A_4 del modello contenente il rumore e quelli del modello senza rumore.

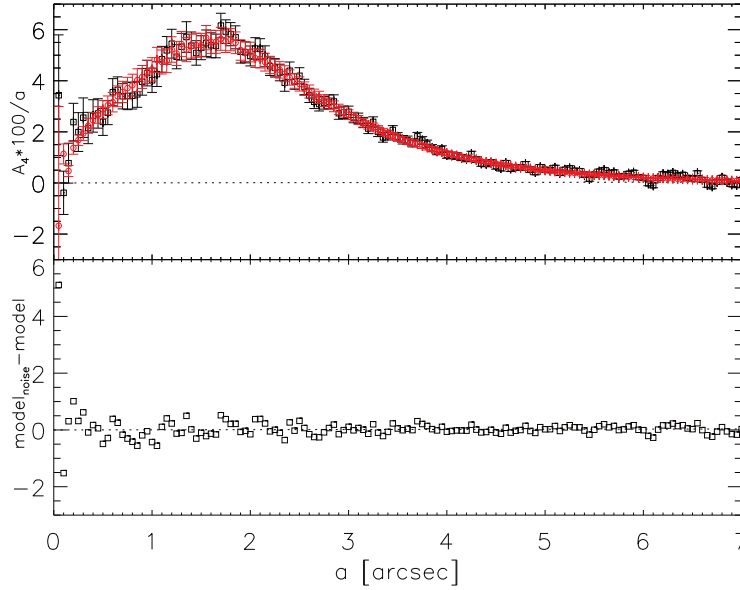


Figura 4.12: In alto: profilo radiale del coefficiente A_4 in funzione del semiasse maggiore del modello con (quadrati neri) e senza rumore (cerchi rossi), che contiene un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale centrale I_0 , un raggio di scala di $2h$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.20$. In basso: residui ottenuti dalla sottrazione tra i valori del profilo di A_4 del modello contenente il rumore e quelli del modello senza rumore.

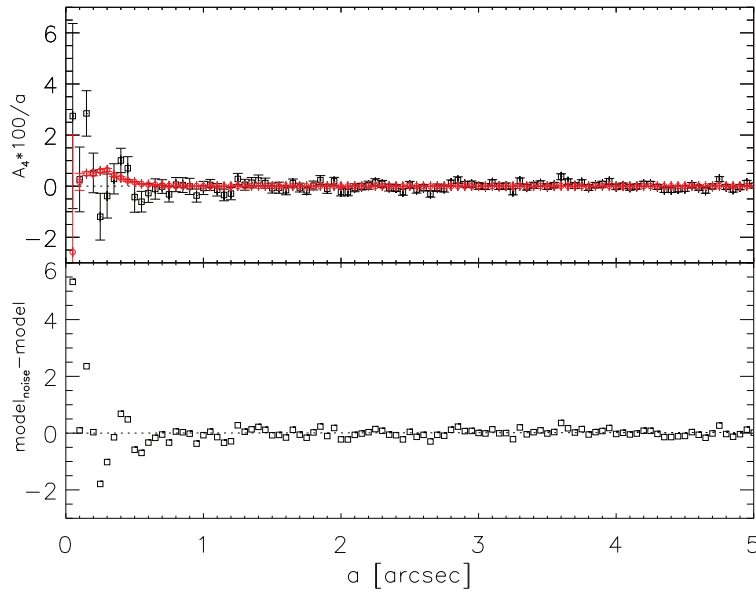


Figura 4.13: In alto: profilo radiale del coefficiente A_4 in funzione del semiasse maggiore del modello con (quadrati neri) e senza rumore (cerchi rossi), che contiene un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale centrale di $0.3I_0$, un raggio di scala di $h/4$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.10$. In basso: residui ottenuti dalla sottrazione tra i valori del profilo di A_4 del modello contenente il rumore e quelli del modello senza rumore.

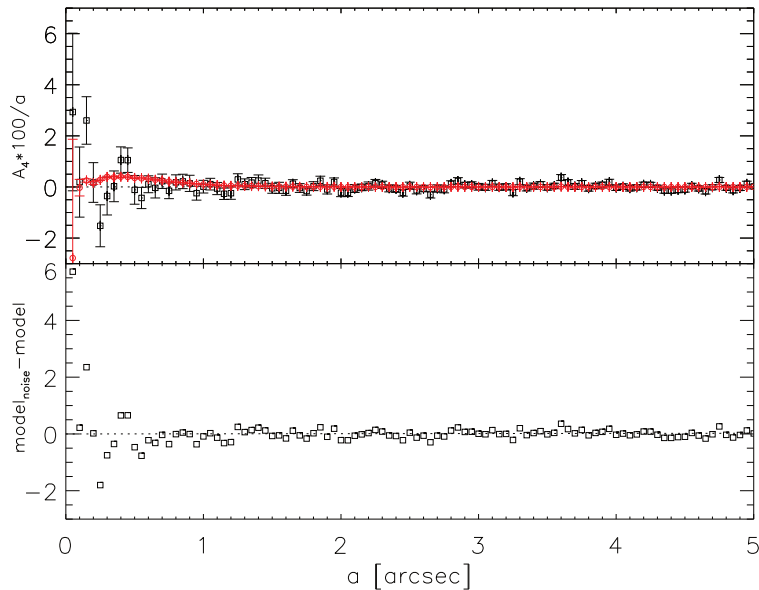


Figura 4.14: In alto: profilo radiale del coefficiente A_4 in funzione del semiasse maggiore del modello con (quadrati neri) e senza rumore (cerchi rossi), che contiene un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale centrale di $0.1I_0$, un raggio di scala di $h/2$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.35$. In basso: residui ottenuti dalla sottrazione tra i valori del profilo di A_4 del modello contenente il rumore e quelli del modello senza rumore.

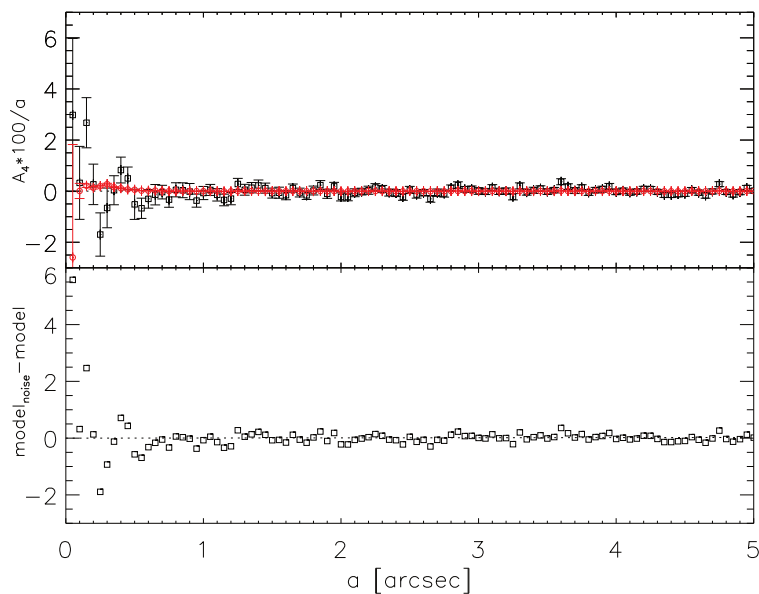


Figura 4.15: In alto: profilo radiale del coefficiente A_4 in funzione del semiasse maggiore del modello con (quadrati neri) e senza rumore (cerchi rossi), che contiene un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale centrale di $0.1I_0$, un raggio di scala di $h/4$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.10$. In basso: residui ottenuti dalla sottrazione tra i valori del profilo di A_4 del modello contenente il rumore e quelli del modello senza rumore.

docci un disco, non viene prodotto alcun picco nel profilo radiale di A_4 . È quindi necessario stabilire un valore limite del massimo del profilo di A_4 al di sotto del quale il disco non verrebbe rivelato. Innanzitutto sono state analizzate le barre d'errore dei valori dei profili radiali di A_4 dei dischi nucleari reali riportati in Tabella 4.1. È stata calcolata una media della grandezza delle barre d'errore dei punti che compongono il picco del profilo di ciascun disco. È stato trovato un valore $\langle \delta A_{4,\max} \rangle \simeq 0.01$. Quindi è stato stabilito che i modelli caratterizzati da un massimo di A_4 minore di tale valore non risultano rivelabili, in quanto il picco sarebbe più basso del valore della barra d'errore tipica nei casi reali. Ad esempio, un modello come quello da cui sono stati estratti i profili in Figura 4.10 costituisce un caso limite.

4.4.1 Stabilità dinamica dei dischi nucleari presenti nei modelli

Per ricavare informazioni sulla stabilità dinamica dei dischi stellari nucleari inseriti nei modelli, sono stati utilizzati i risultati ottenuti da van den Bosch (1998), che considera modelli dinamici sferoide-disco-alone per analizzare la posizione dei punti rappresentativi di differenti tipi di dischi nel diagramma $\mu_{0,V}^0 - h$. Si è proceduto quindi ricostruendo il diagramma in Figura 1.3, nel quale sono stati inseriti i punti rappresentativi dei dischi contenuti nei modelli (Figura 4.16). È stato trovato che la maggior parte dei dischi sono stabili, ovvero si dispongono nella regione del piano in cui si trovano dischi che possono andare incontro ad un'instabilità solo in caso di assenza di sferoide. Alcuni modelli sono tuttavia compresi nella regione di piano che contiene dischi instabili, nonostante ci sia uno sferoide. Infine una piccola frazione di essi si trova nella regione in cui non sono presenti dischi, in quanto essi andrebbero incontro sicuramente ad instabilità dinamica. I modelli di disco che rientrano nelle ultime due categorie elencate devono quindi non essere considerati, in quanto, anche se si formassero, il loro periodo di vita sarebbe breve. Tuttavia, come si può osservare in Figura 4.8, essi non rientrano nella regione di spazio che comprende dischi nucleari reali e quindi i modelli da scartare non corrispondono comunque a casi reali.

4.5 Analisi dei risultati

Si è proceduto ricavando, per il caso dei dischi stellari nucleari, il grafico riportato in Figura 4.2 che mostra L_D/L_B in funzione di $\cos(i)$ e i corrispondenti valori di $A_{4,\max}$. A tal proposito sono stati calcolati i valori del massimo dei profili radiali di A_4 dei modelli senza rumore e sono stati ricavati i contorni di ugual valor massimo di A_4 . È importante per l'analisi successiva sottolineare che in Equazione 3.23, utilizzata per calcolare la luminosità totale dei dischi, sono presenti tre parametri liberi, che variano da un modello all'altro, e sono la brillantezza superficiale centrale, il raggio di scala e il coseno dell'inclinazione del disco.

I risultati vengono mostrati in Figura 4.17. Come si può notare, i contorni ottenuti presentano un andamento molto discontinuo. Ciò avviene perché, a parità di $\cos(i)$, si hanno dei modelli con L_D/L_B diversi, ma con un valore di $A_{4,\max}$ simile. Inoltre, a parità

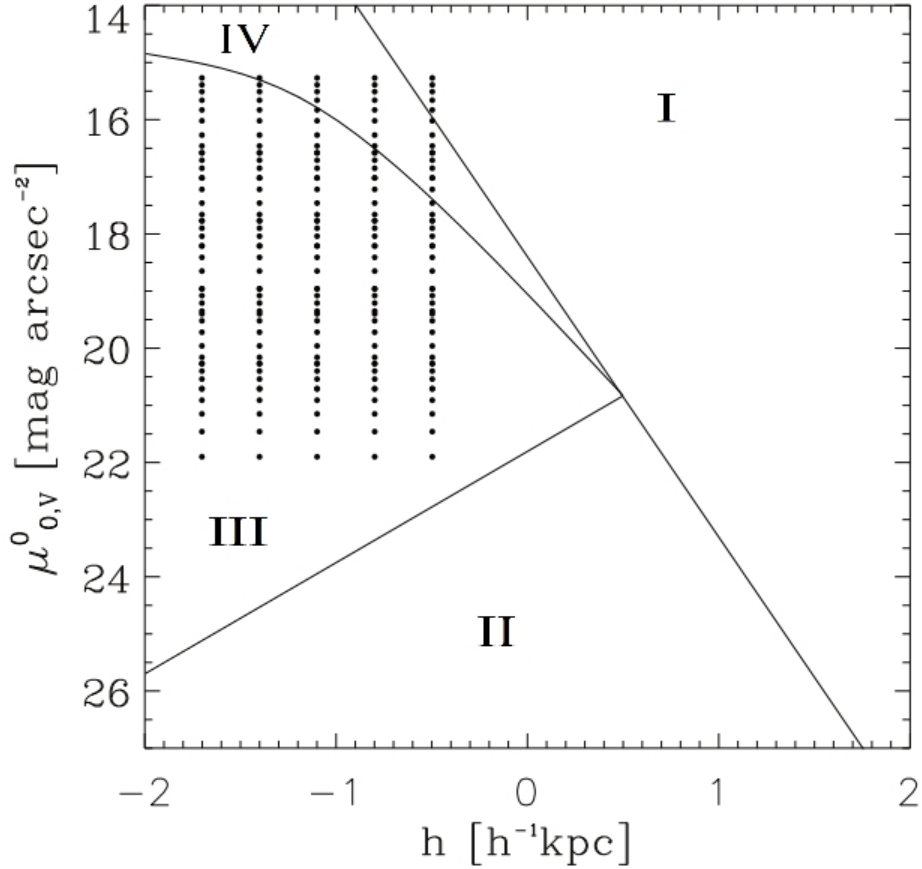


Figura 4.16: Diagramma $\mu_{0,V}^0 - h$ adattato da van den Bosch (1998). Sono stati inseriti i punti rappresentativi dei dischi stellari nucleari contenuti nei modelli (punti neri). Il diagramma è suddiviso in quattro regioni. Nella regione I i dischi vanno sicuramente incontro ad instabilità dinamica, mentre regione III essi sono instabili solo in caso di assenza di sferoide. Nella regione IV essi sono instabili nonostante ci sia uno sferoide. Infine nella regione II non sono presenti dischi stellari nucleari.

di L_D/L_B , ci sono modelli con inclinazioni differenti che hanno valori di $A_{4,\max}$ simili. Sono stati selezionati tre modelli per illustrare entrambe le situazioni. In Figura 4.17 sono stati riportati i punti rappresentativi di questi modelli, di cui due (A e B) hanno L_D/L_B e $A_{4,\max}$ simili, mentre due (A e C) sono caratterizzati da $\cos(i)$ e $A_{4,\max}$ simili. Sono stati scelti in modo che le due coppie avessero un modello in comune (A). Tutti e tre si trovano vicini al contorno corrispondente a $A_{4,\max} = 0.02$. Nelle Figure 4.18, 4.19 e 4.20 vengono mostrati i profili radiali di A_4 ottenuti da questi modelli.

Si nota come modelli molto diversi siano caratterizzati da ugual $A_{4,\max}$, anche se i profili radiali corrispondenti presentano andamenti differenti. È stato quindi concluso che tale diagramma non rappresenta uno strumento adeguato per un'analisi di questo tipo, in quanto è presente una degenerazione intrinseca tra L_D/L_B e $\cos(i)$, che conduce ad

un valore di $A_{4,\max}$ uguale per modelli molto diversi. Il fatto che i contorni abbiano un andamento molto irregolare rende difficoltosa l'individuazione di un'area ben precisa in cui siano compresi modelli di disco non rivelabili. Infatti la linea con $A_{4,\max} = 0.01$ appare piuttosto frastagliata. Si nota tuttavia che i contorni rappresentati in Figura 4.1 non sono irregolari. Questo è dovuto al fatto che Rix & White (1990) hanno semplificato la trattazione diminuendo la degenerazione grazie alla scelta di un valore medio costante per il rapporto tra il raggio di scala del disco e il raggio efficace della galassia.

Si è cercato di ridurre la degenerazione considerando anziché il rapporto L_D/L_B , quello delle luminosità integrate entro un certo raggio. A tale scopo sono state utilizzate le Equazioni 3.16 e 3.22, per calcolare rispettivamente la luminosità della galassia e del disco. Così facendo è stata diminuita l'area di integrazione, di conseguenza anche l'ampiezza degli intervalli in cui possono variare i tre parametri liberi, e quindi il numero di combinazioni di valori che produrrebbero modelli con ugual massimo di A_4 . È stato scelto come raggio di integrazione $r = 3\sigma$, con σ lo scarto quadratico medio che caratterizza la PSF usata per convolvere le immagini, pari a 0.0675 arcsec. Questa è l'apertura più piccola che può essere considerata per tenere conto in maniera opportuna degli effetti che la PSF ha sulle immagini, che sono prevalentemente racchiusi entro un'area di raggio pari a circa 3σ . Adottando questo espediente la degenerazione può essere diminuita ma non eliminata, come si può notare dalla Figura 4.21, nella quale i contorni presentano ancora una certa irregolarità. Tuttavia è più semplice individuare una regione di piano in cui sono compresi modelli con $A_{4,\max} < 0.01$.

Successivamente si è cercato di diminuire la degenerazione considerando separatamente la brillantezza superficiale centrale e il raggio di scala del disco. Sono stati così costruiti due tipi di diagrammi, ovvero uno in cui è stato riportato il rapporto h/r_e tra il raggio di scala del disco e il raggio efficace della galassia in funzione di $\cos(i)$ e un altro avente in ordinata il rapporto I_0/I_e tra la brillantezza superficiale centrale del disco e la brillantezza superficiale efficace della galassia, in funzione di $\cos(i)$. Innanzitutto, prima di aggiungere i contorni di uguale valore di $A_{4,\max}$, sono stati inseriti nei grafici i punti rappresentativi dei modelli ed è apparso subito evidente che ad ogni punto corrispondevano cinque modelli sovrapposti. Infatti, considerando il primo dei due diagrammi, a parità di h/r_e e $\cos(i)$, quindi per ogni punto, ci sono in realtà cinque modelli sovrapposti con diversa brillantezza superficiale centrale del disco. Viceversa, nel secondo dei due diagrammi, per ogni punto ci sono cinque modelli che presentano un raggio di scala diverso, a parità di rapporto I_0/I_e e $\cos(i)$. Quindi, per poter tracciare i contorni, è stato necessario, per ognuno dei due diagrammi, costruirne cinque fissando rispettivamente la brillantezza superficiale centrale e il raggio di scala del disco ad uno dei cinque valori. Vengono riportati due esempi nelle Figure 4.22 e 4.23. Come si può notare, in questo modo i contorni non appaiono più avere un andamento irregolare, così come accade per quelli mostrati in Figura 4.2. Rix & White (1990), come detto in precedenza, hanno parametrizzato i modelli in modo tale che il rapporto h/r_e fosse in tutti fissato ad un certo valore costante. Quindi, costruendo i cinque diagrammi con il rapporto I_0/I_e in ordinata, che è proporzionale al rapporto L_D/L_B delle due componenti, e fissando h/r_e in ognuno ad un valore, sono stati trovati dei contorni con andamento simile a quelli trovati da Rix & White (1990) per i dischi immersi nelle

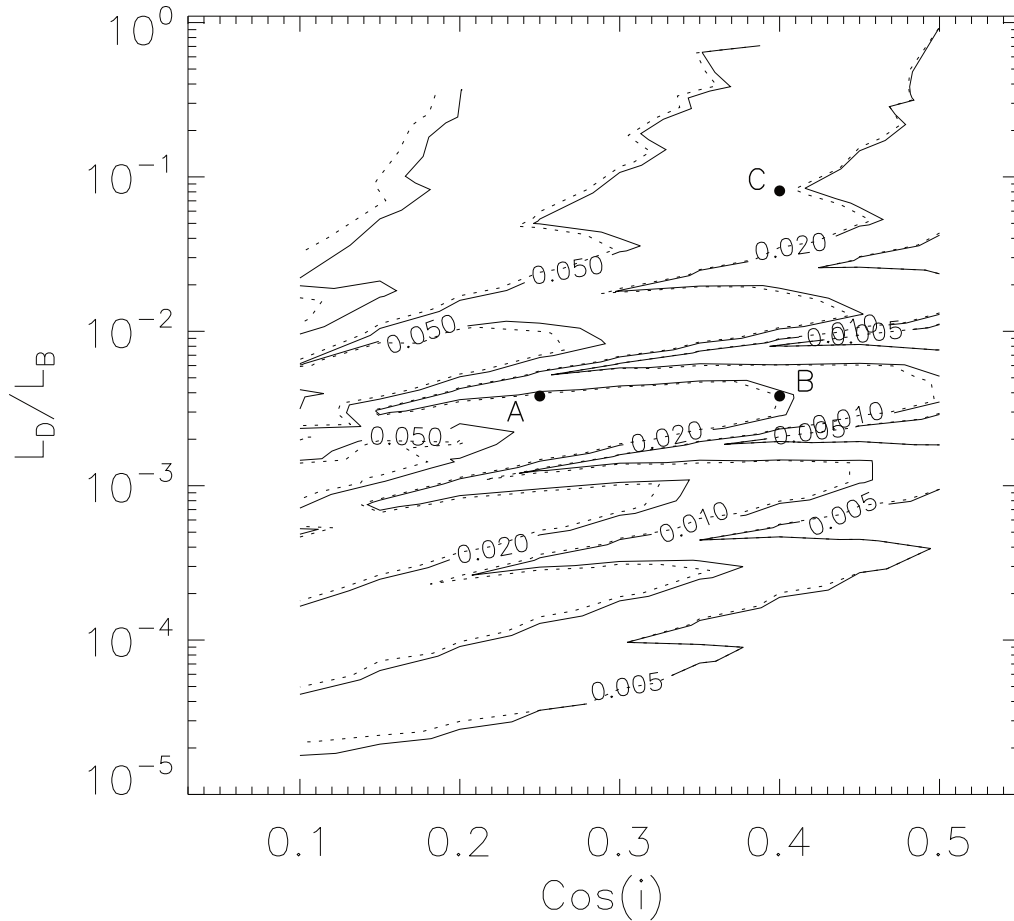


Figura 4.17: Diagramma che mette in relazione il rapporto L_D/L_B con $\cos(i)$. Sono stati riportati i contorni di ugual valore del massimo di A_4 ottenuti dai modelli senza rumore. I punti neri rappresentano i tre modelli scelti per illustrare il fenomeno della degenerazione. Essi corrispondono a modelli contenenti un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale di $0.3I_0$, un raggio di scala di $2h$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.25$ (A), un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale di $3I_0$, un raggio di scala di $h/2$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.40$ (B) e un disco nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale di $3I_0$, un raggio di scala di $h/2$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.40$ (C). Sono stati riportati i contorni corrispondenti a $A_{4,\text{max}} = 0.005, 0.01, 0.02, 0.05$ e 0.07 . I contorni tratteggiati sono stati tracciati considerando, per tutti i modelli, la differenza tra il valore di $A_{4,\text{max}}$ e l'errore $\delta A_{4,\text{max}}$ ad esso associato.

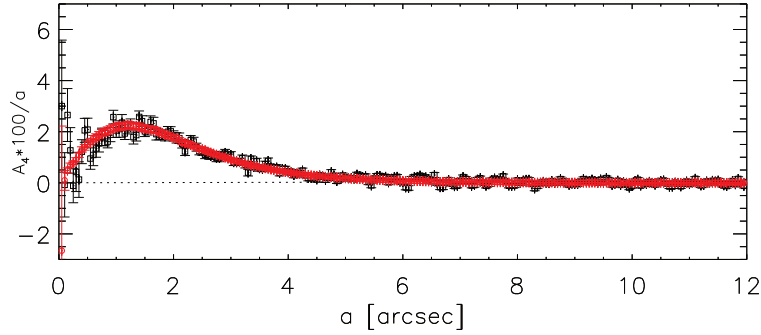


Figura 4.18: Profilo radiale del coefficiente A_4 in funzione del semiasse maggiore del modello A con (quadrati neri) e senza rumore (cerchi rossi), che contiene un disco stellare nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale centrale di $0.3I_0$, un raggio di scala di $2h$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.25$.

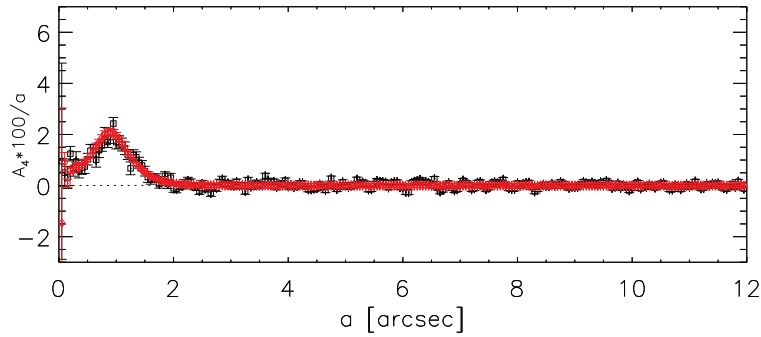


Figura 4.19: Profilo radiale del coefficiente A_4 in funzione del semiasse maggiore del modello B con (quadrati neri) e senza rumore (cerchi rossi), che contiene un disco stellare nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale centrale di $3I_0$, un raggio di scala di $h/2$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.40$.

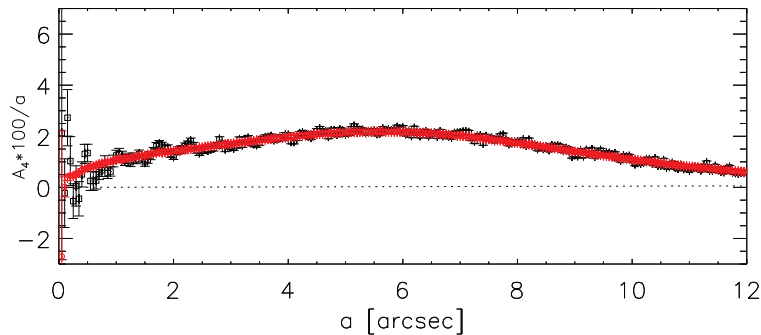


Figura 4.20: Profilo radiale del coefficiente A_4 in funzione del semiasse maggiore del modello C con (quadrati neri) e senza rumore (cerchi rossi), che contiene un disco stellare nucleare caratterizzato da una brillantezza superficiale centrale I_0 , un raggio di scala di $4h$ e un rapporto assiale $q^{\text{mock}} = 0.40$.

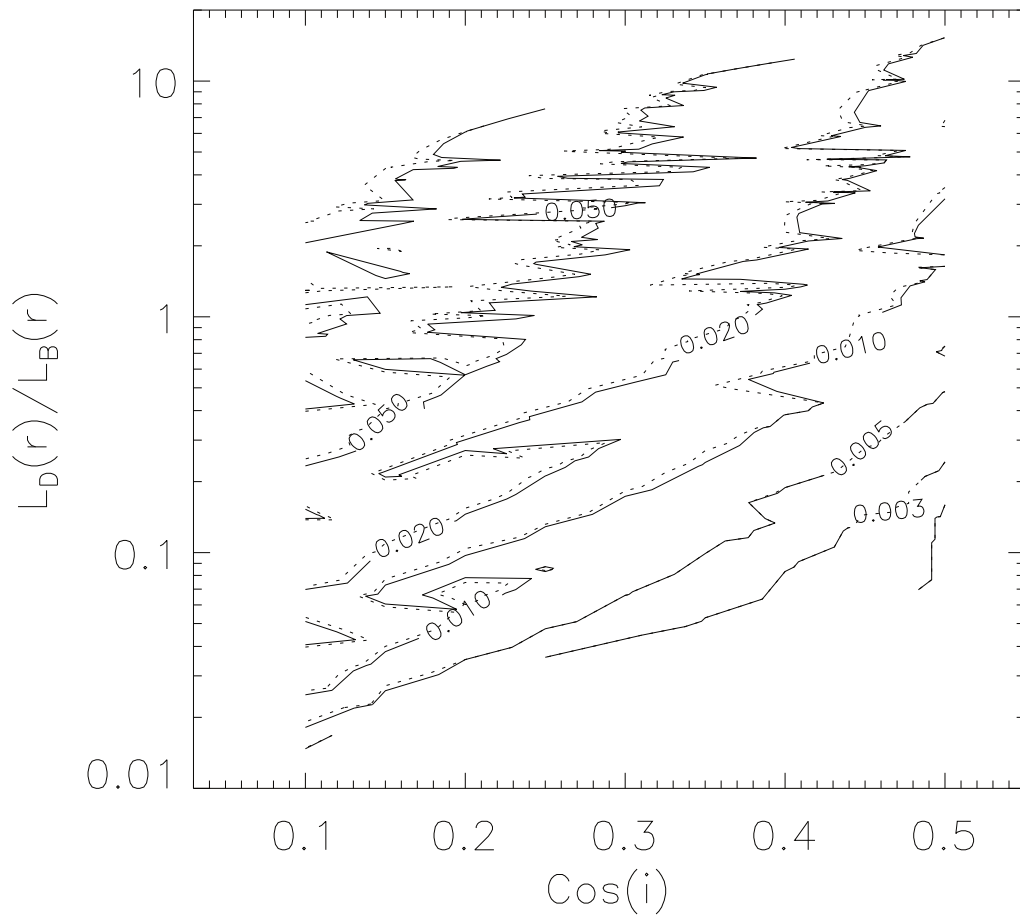


Figura 4.21: Diagramma che mette in relazione il rapporto tra le luminosità, integrate entro $r = 3\sigma$, dei dischi stellari nucleari e della galassia ospite con il coseno dell'inclinazione del disco nucleare. Sono stati riportati i contorni di ugual valore del massimo di A_4 , ottenuti dai modelli senza rumore, corrispondenti a $A_{4,\max} = 0.003, 0.005, 0.01, 0.02, 0.05$ e 0.07 . I contorni tratteggiati sono stati tracciati considerando, per tutti i modelli, la differenza tra il valore di $A_{4,\max}$ e l'errore $\delta A_{4,\max}$ ad esso associato.

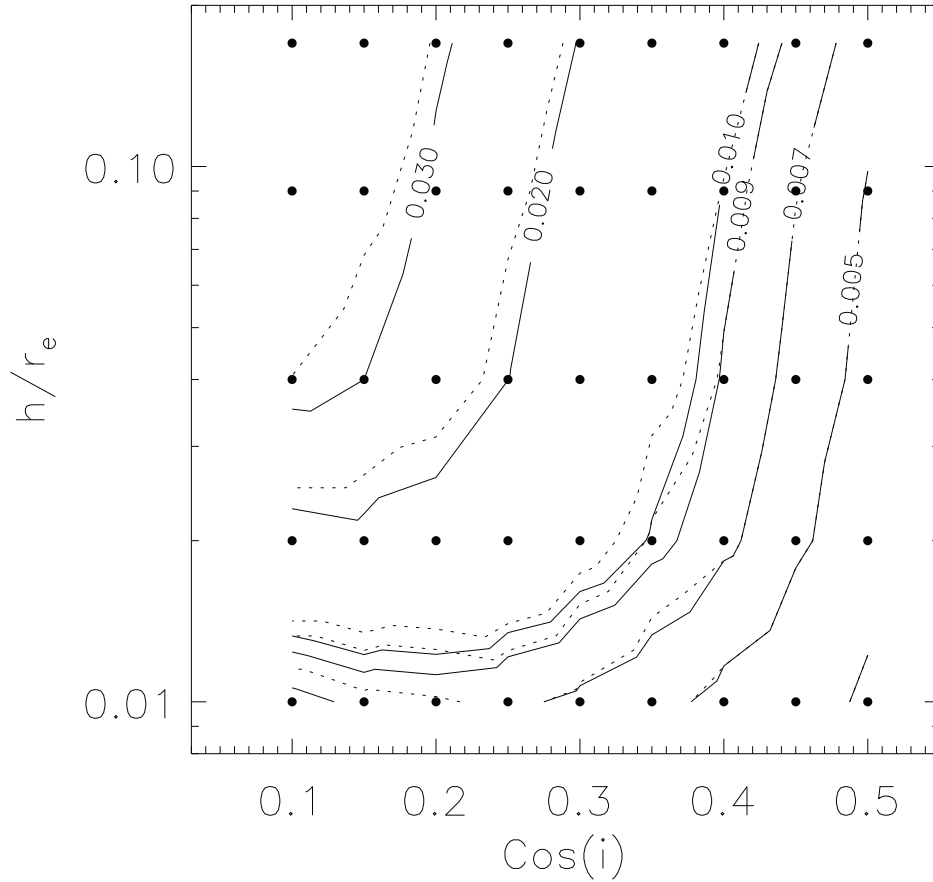


Figura 4.22: Diagramma che mette in relazione il rapporto h/r_e (in ordinata) e $\cos(i)$ (in ascissa). La brillantezza superficiale centrale del disco è stata fissata ad un valore di $0.3I_0$. Sono stati riportati i contorni corrispondenti a $A_{4,\max} = 0.005, 0.007, 0.009, 0.01, 0.02$ e 0.03 . I contorni tratteggiati sono stati tracciati considerando, per tutti i modelli, la differenza tra il valore di $A_{4,\max}$ e l'errore $\delta A_{4,\max}$ ad esso associato.

galassie ellittiche.

Ognuno dei cinque diagrammi, di entrambe le tipologie, presenta dei contorni di uguale $A_{4,\max}$ differenti e traslati fra loro. Questo è dovuto al fatto che in ciascuno sono considerati modelli diversi. Tale comportamento viene illustrato con l'ausilio dei diagrammi riportati nelle Figura 4.24 e 4.25. In Figura 4.24 sono stati considerati i contorni corrispondenti ad $A_{4,\max} = 0.02$ tratti dal primo, terzo e quinto dei cinque diagrammi aventi in ordinata il rapporto h/r_e e in ascissa $\cos(i)$, e la brillantezza superficiale fissata a $0.1I_0, I_0$ e $9I_0$ rispettivamente. Quindi, considerando modelli sempre più brillanti, nel diagramma appaiono contorni di uguale valore di $A_{4,\max}$ caratterizzati da valori sempre più elevati. In Figura 4.25 sono stati considerati i contorni corrispondenti ad $A_{4,\max} = 0.02$ tratti dal primo, terzo e quinto dei cinque diagrammi aventi in ordinata il rapporto I_0/I_e e in ascissa $\cos(i)$, e il raggio di scala fissato a $0.25h, h$ e $4h$ rispettivamente. Anche in questo caso, considerando dischi sempre più grandi, nel diagramma appaiono contorni di uguale valore di $A_{4,\max}$ con

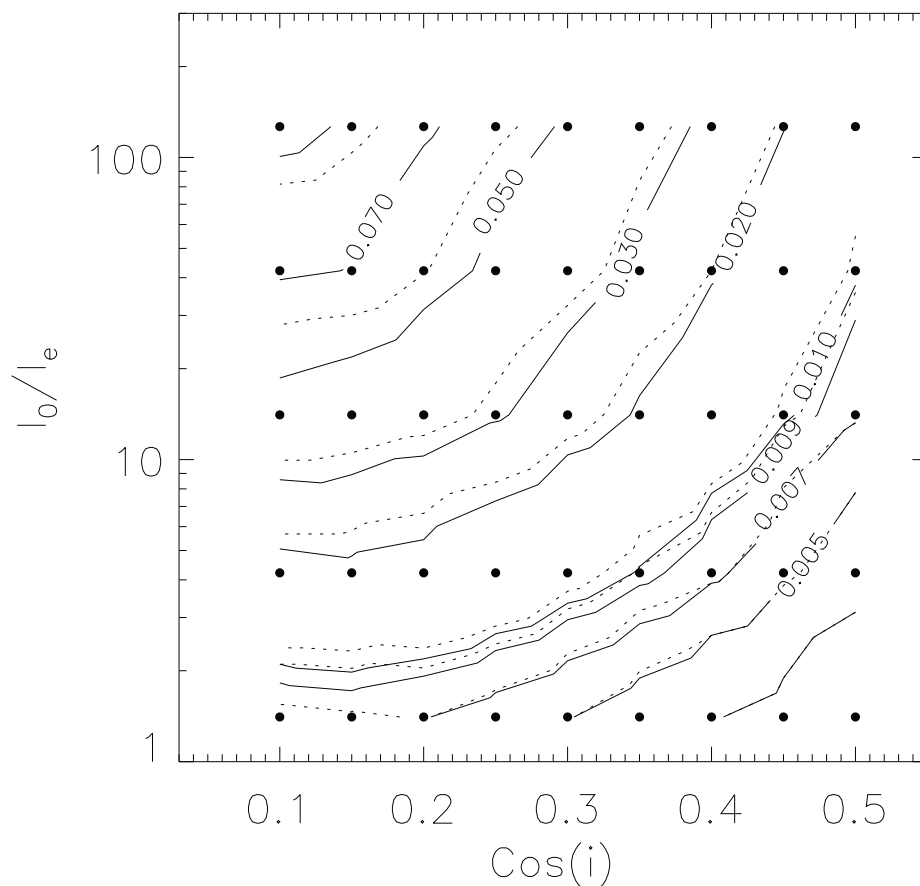


Figura 4.23: Diagramma che mette in relazione il rapporto I_0/I_e (in ordinata) e $\cos(i)$ (in ascissa). Il raggio di scala del disco è stato fissato ad un valore di $0.5h$. Sono stati riportati i contorni corrispondenti a $A_{4,\max} = 0.07, 0.05, 0.03, 0.02, 0.01, 0.009, 0.007, 0.005$ e 0.003 . I contorni tratteggiati sono stati tracciati considerando, per tutti i modelli, la differenza tra il valore di $A_{4,\max}$ e l'errore $\delta A_{4,\max}$ ad esso associato.

valori sempre più elevati.

Si conclude quindi che in questo tipo di diagrammi è molto più agevole stabilire la regione contenente i modelli non rivelabili con $A_{4,\max} < 0.01$. Tuttavia è stato necessario considerare separatamente la brillantezza superficiale centrale e il raggio di scala del disco e fissare rispettivamente il raggio di scala e la brillantezza ad un certo valore.

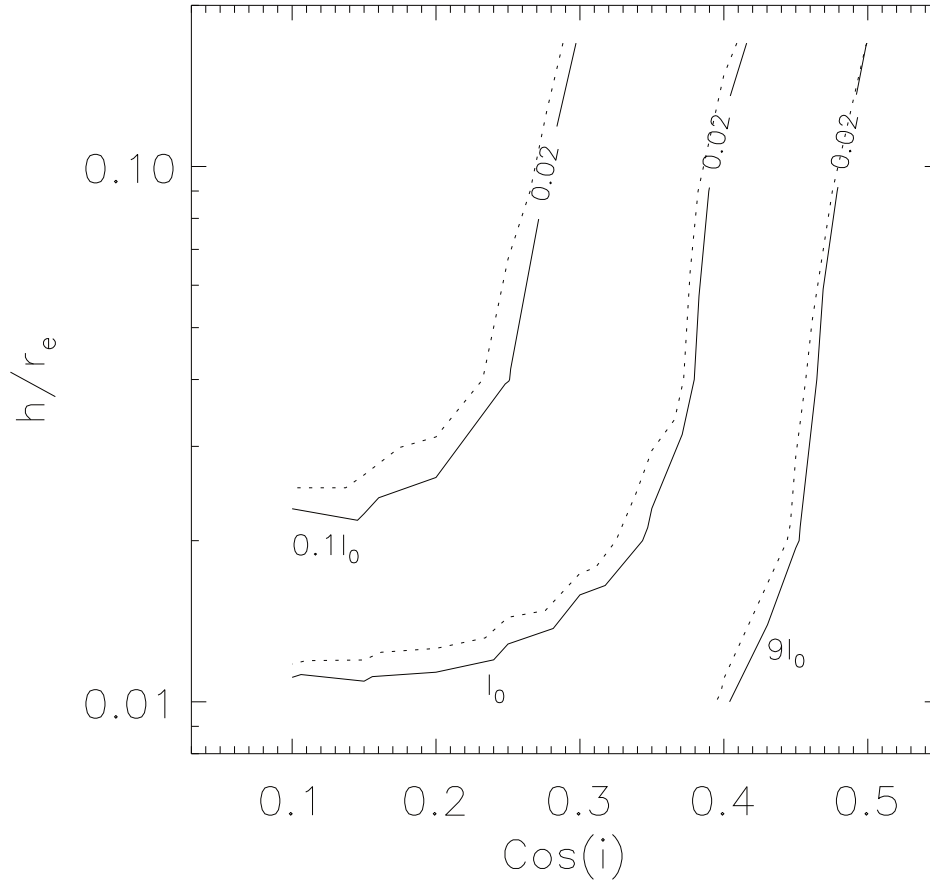


Figura 4.24: Diagramma che mette in relazione il rapporto h/r_e (in ordinata) e $\cos(i)$ (in ascissa). Sono stati riportati i contorni corrispondenti a $A_{4,\max} = 0.02$ nei casi in cui la brillantezza superficiale centrale del disco sia stata fissata ad un valore di $0.1I_0$, I_0 e $9I_0$ (da sinistra verso destra). I contorni tratteggiati sono stati tracciati considerando, per tutti i modelli, la differenza tra il valore di $A_{4,\max}$ e l'errore $\delta A_{4,\max}$ ad esso associato.

4.6 Conclusioni e sviluppi futuri

In questo lavoro di tesi è stata studiata la rivelabilità dei dischi stellari nucleari, che sono i dischi galattici più piccoli e di più alta brillantezza superficiale centrale finora conosciuti (van den Bosch et al. 1998). Infatti essi sono caratterizzati da un raggio di scala di $h \simeq 10 - 100$ pc e da una brillantezza superficiale centrale deproiettata di $\mu_{0,V}^0 \simeq 15 - 20$ mag arcsec $^{-2}$. Localmente contribuiscono al più a metà della brillantezza superficiale della galassia e quindi non dominano mai la distribuzione di luce del nucleo.

Per studiarne i limiti di rivelabilità sono state costruite delle immagini simulate nelle quali sono stati inseriti modelli diversi di disco, pur mantenendo invariata la galassia ospite. È stata considerata la galassia ellittica NGC 4478, che contiene un disco stellare nucleare, come riferimento per generare le immagini. Si è scelto di usare una galassia ellittica in modo da non complicare il modello con l'aggiunta di strutture come dischi esterni e barre,

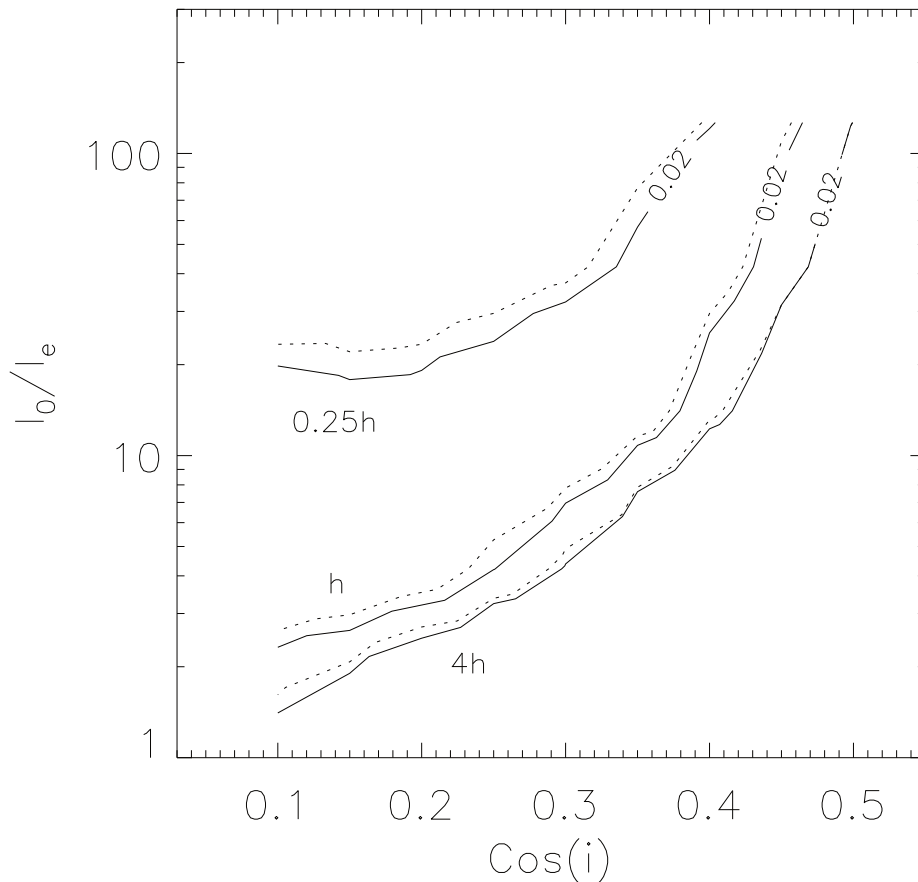


Figura 4.25: Diagramma che mette in relazione il rapporto I_0/I_e (in ordinata) e $\cos(i)$ (in ascissa). Sono stati riportati i contorni corrispondenti a $A_{4,\max} = 0.02$ nei casi in cui il raggio di scala del disco sia stato fissato ad un valore di $0.25h$, h e $4h$ (da sinistra verso destra). I contorni tratteggiati sono stati tracciati considerando, per tutti i modelli, la differenza tra il valore di $A_{4,\max}$ e l'errore $\delta A_{4,\max}$ ad esso associato.

che caratterizzano le galassie a disco, e comunque in modo da potersi basare su un caso realistico. Inizialmente è stata riprodotta l'immagine simulata della galassia, ricavando i parametri fotometrici di galassia e disco da Ferrarese et al. (2006) e Morelli et al. (2010) rispettivamente. È stata quindi simulata un'osservazione di tale oggetto considerando la camera ACS di HST con il filtro F475W.

In seguito i parametri dell'immagine così ottenuta sono stati utilizzati come riferimento per generare una serie di modelli, al fine di poter esplorare la regione che contiene i dischi stellari nucleari nel piano (L_D/L_B , $\cos(i)$), riproducendo un diagramma analogo a quello in Figura 4.2. È stato assunto un criterio per stabilire se il disco sia rivelabile o meno, che si basa sullo studio del profilo radiale del coefficiente A_4 e, in particolare, del suo valore massimo $A_{4,\max}$. Osservando i profili ottenuti per vari modelli, in cui sia presente o meno il rumore, è stato trovato che questo costituisce un buon criterio. Infatti profili con valori di $A_{4,\max} < 0.01$ sono dominati dal rumore, presentano picchi poco strutturati e sarebbe

difficile applicare sui modelli da cui sono stati estratti la decomposizione di Scorza-Bender (Scorza & Bender 1990) per ricavarne i valori dei parametri fotometrici del disco.

Inoltre è stato trovato che il diagramma, contenente i contorni di uguale valore di $A_{4,\max}$, avente in ordinata il rapporto L_D/L_B e in ascissa $\cos(i)$, non costituisce uno strumento molto efficace per studiare la rivelabilità dei dischi stellari nucleari, a causa della degenerazione tra i parametri strutturali che contribuiscono alla luminosità delle componenti. A causa di queste degenerazioni sono stati ottenuti una serie di contorni molto discontinui ed è stato difficile individuare la regione contenente i modelli che non sarebbero rivelati. Nel lavoro di Rix & White (1990) era stato possibile ottenere dei contorni con un andamento regolare solo applicando delle semplificazioni, che tuttavia non permettevano di osservare il problema nella sua complessità.

È stato trovato che il diagramma costruito con il rapporto delle luminosità integrate entro un certo raggio sembra essere un buono strumento per ridurre la degenerazione, ma non per rimuoverla completamente. Per poter ottenere dei contorni regolari, e quindi stabilire quali modelli siano rivelabili con maggior precisione, è stato necessario considerare separatamente la brillantezza superficiale centrale ed il raggio di scala del disco. I modelli sicuramente non rivelabili sono quelli che si trovano visibilmente al di sotto del contorno che corrisponde a $A_{4,\max} = 0.01$. Quelli che sono situati esattamente sulla linea di $A_{4,\max} = 0.01$ sono considerati potenzialmente rivelabili. Tuttavia sarebbe necessario analizzare caso per caso, soprattutto per quello che riguarda i modelli con il rumore, che presentano profili radiali del coefficiente A_4 con andamenti più irregolari, che però si avvicinano maggiormente a quelli trovati nella realtà.

È possibile quindi delineare una serie di sviluppi futuri per questo lavoro di tesi. Essi comprendono innanzitutto lo studio di un metodo di analisi del picco del profilo radiale del coefficiente A_4 , al fine di porre un limite per la rivelabilità che non tenga conto solo del suo valore di massimo, ma anche della sua forma ed estensione. Inoltre sarebbe di grande interesse condurre uno studio statistico, utilizzando immagini simulate come quelle adoperate in questa tesi, sulla percentuale dei dischi che, pur essendo presenti, non potrebbero essere rivelati fotometricamente essendo piccoli, deboli e poco inclinati. Esso sarebbe volto a stabilire la frequenza di queste strutture all'interno delle galassie ed, in ultima analisi, ad avere maggiori informazioni sul ruolo e importanza che i dischi nucleari ricoprono nella formazione delle galassie.

Infine un ulteriore sviluppo futuro consisterebbe nell'individuare un parametro, differente dal rapporto delle luminosità totali, che, insieme all'analisi del profilo radiale del coefficiente A_4 , sia in grado di rimuovere la degenerazione. Il profilo radiale del coefficiente A_4 in generale è caratterizzato da un picco nella regione in cui è presente il disco e in particolare ha il suo massimo nel punto in cui il disco fornisce il maggior contributo in brillantezza superficiale rispetto a quello dello sferoide o della galassia. Si pensa quindi che sia possibile rompere la degenerazione considerando il profilo radiale del rapporto locale tra brillantezza superficiale del disco e brillantezza superficiale totale. Infatti si può aver ugual massimo di A_4 e luminosità totale per due modelli, di cui uno ha un raggio di scala piccolo ed è molto brillante e l'altro è molto grande ma più debole. Tuttavia il massimo per questi due dischi si presenta a raggi diversi dal centro, rispettivamente più vicino e più lontano, a causa del

fatto che il rapporto delle brillanze superficiali di disco e sferoide presenta un andamento differente nei due casi. Considerando le luminosità totali invece si perde l'informazione relativa alla posizione dal centro a cui si ha il massimo del rapporto delle due brillanze superficiali e l'andamento del suo profilo. Il tutto quindi si tradurrebbe nello stabilire la relazione esistente fra i profili radiali del coefficiente A_4 e del rapporto delle brillanze e i loro rispettivi massimi.

Bibliografia

- [1] Aguerri J. A. L., Iglesias-Paramo J., Vilchez J. M., Muñoz-Tuñóz C., 2004, *AJ*, 127, 1344
- [2] Aguerri J. A. L., Iglesias-Paramo J., Vilchez J. M., Muñoz-Tuñóz C., Sánchez-Janssen R., 2005, *AJ*, 130, 475
- [3] Andredakis Y. C., Peletier R. F., Balcells M., 1995, *MNRAS*, 275, 874
- [4] Antonini F., Capuzzo-Dolcetta R., Mastrobuono-Battisti A., Merritt D., 2012, *ApJ*, 750, 111
- [5] Baggett W. E., Baggett S. M., Anderson K. S. J., 1998, *AJ*, 116, 1626
- [6] Bender R., Döbereiner S., Möllenhoff C., 1988, *A&A*, 74, 385
- [7] Bertola F., Corsini E. M., 1999, in Barnes J. E., Sanders D. B., eds, *Proc. IAU Symp. 186, Galaxy Interactions at Low and High Redshift*. Kluwer, Dordrecht, p. 149
- [8] Bertola F., Corsini E. M., Vega Beltrán J. C., Pizzella A., Sarzi M., Cappellari M., Funes J. G., 1999, *ApJ*, 519, L127
- [9] Binggeli B., Jerjen H., 1998, *A&A*, 333, 17
- [10] Binney J., Merrifield M., 1998, *Galactic Astronomy*. Princeton University Press, Princeton, NJ
- [11] Binney J., Tremaine S., 2008, *Galactic Dynamic*. Princeton University Press, Princeton, NJ
- [12] Bruzual G., Charlot S., 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- [13] Caon N., Capaccioli M., D'Onofrio M., 1993, *MNRAS*, 256, 1013
- [14] Cappellari M., et al., 2011, *MNRAS*, 413, 813
- [15] Cappellari M., et al., 2013, *MNRAS*, 432, 1709
- [16] Carollo C. M., Danziger I. J., Rich, R. M., Chen X., 1997, *ApJ*, 491, 545

- [17] Cole D. R., Debattista V. P., Erwin P., Earp S. W. F., Roškar R., 2014, MNRAS, 445, 3352
- [18] Combes F., Elmegreen B. G., 1993, A&A, 271, 391
- [19] Côté P., et al., 2006, ApJS, 165, 57
- [20] Corsini E. M., et al., 1999, A&A, 342, 671
- [21] Corsini E. M., Méndez-Abreu J., Pastorello N., Dalla Bontà E., Morelli L., Beifiori A., Pizzella A., Bertola F., 2012, MNRAS, 423, L79
- [22] Corsini E. M., Morelli L., Pastorello N., Dalla Bontà E., Pizzella A., Portaluri E., 2015, MNRAS, sottomesso
- [23] Ciotti L., 1991, A&A, 249, 99
- [24] Cretton N., van den Bosch F. C., 1999, ApJ, 514, 704
- [25] de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin H. G., Jr., Buta R. J., Paturel G., Fouque P., 1991, Third Reference Catalogue of Bright Galaxies, Springer-Verlag, Berlin
- [26] Emsellem E., et al., 2011, MNRAS, 414, 888
- [27] Faber S. M., et al., 1997, AJ, 114, 1771
- [28] Ferrarese L., van den Bosch F. C., Ford H. C., Jaffe W., O'Connell R. W., 1994, AJ, 108, 1598
- [29] Ferrarese L., et al., 2006, ApJS, 164, 334
- [30] Fixsen D. J., Cheng E. S., Gales J. M., Mather J. C., Shafer R. A., Wright E. L., 1996, ApJ, 473, 576
- [31] Freeman K. C., 1970, ApJ, 160, 811
- [32] Genzel R., Eisenhauer F., Gillessen S., 2010, Rev. Mod. Phys., 82, 3121
- [33] Gonzaga S., 2014, ACS Data Handbook, Version 7.2. Space Telescope Science Institute (STScI), Baltimore
- [34] Graham A. W., Driver S. P., 2005, PASA, 22, 118
- [35] Graham A. W., Guzmán R., 2003, AJ, 125, 2936
- [36] Hartmann M., Debattista V. P., Seth A., Cappellari M., Quinn T. R., 2011, MNRAS, 418, 2697

- [37] Halliday C., Davies R. L., Kuntschner H., Birkinshaw M., Bender R., Saglia R. P., Baggley G., 2001, *MNRAS*, 326, 473
- [38] Jaffe W., Ford H. C., O'Connell R. W., van den Bosch F. C., Ferrarese L. 1994, *AJ*, 108, 1567
- [39] Jedrzejewski R. I., 1987, *MNRAS*, 226, 747
- [40] King I., 1966, *ApJ*, 67, 471
- [41] Khochfar S., Silk J., 2009, *MNRAS*, 397, 506
- [42] Khochfar S., et al., 2011, *MNRAS*, 417, 845
- [43] Kodaira K., Watanabe M., Okamura S., 1986, *ApJS*, 62, 703
- [44] Kormendy J., Dressler A., Byun Y. I., Faber S. M., Grillmair C., Lauer T. R., Richstone D., Tremaine S., 1994, in Meylan G., Prugniel P., eds, *ESO Conf. 49, Dwarf Galaxies*. European Southern Observatory (ESO), Garching, p. 147
- [45] Kormendy J., et al., 1996, *ApJ*, 459, L57
- [46] Kormendy J., Gebhardt K., Fisher D. B., Drory N., Macchetto F. D., Sparks W. B., 2005, *AJ*, 129, 2636
- [47] Krajinović D., Jaffe W., 2004, *A&A*, 428, 877
- [48] Krist J. E., Hook R. N., 2004, *The Tiny Tim User's Guide, Version 6.3*, Space Telescope Science Institute (STScI), Baltimore
- [49] Krist J. E., Hook R. N., Stoehr F., 2011, *SPIE*, 8127
- [50] Lauer T. R., et al., 1995, *AJ*, 110, 2622
- [51] Lauer T. R., et al., 2005, *AJ*, 129, 2138
- [52] Ledo H. R., Sarzi M., Dotti M., Khochfar S., Morelli L., 2010, *MNRAS*, 407, 969
- [53] Lotz J. M., Telford R., Ferguson H. C., Miller B. W., Stiavelli M., Mack J., 2001, *ApJ*, 552, 572
- [54] Lucy L. B., 1974, *AJ*, 79, 745
- [55] Magorrian J., 1999, *MNRAS*, 302, 530
- [56] Mayer L., Kazantzidis S., Escala A., Callegari S., 2010, *Nature*, 466, 1082
- [57] Méndez-Abreu J., 2008, *Tesi di Dottorato, Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC) e Università di Padova*

- [58] Méndez-Abreu J., Aguerri J. A. L., Corsini E. M., Simonneau E., 2008, *A&A*, 478, 396
- [59] Merritt D., 2013, *Dynamics and Evolution of Galactic Nuclei*. Princeton University Press, Princeton, NJ
- [60] Moffat A. F. J., 1969, *A&A*, 3, 455
- [61] Möllenhoff C., 2004, *A&A*, 415, 63
- [62] Morelli L., et al., 2004, *MNRAS*, 354, 753
- [63] Morelli L., Cesetti M., Corsini E. M., Pizzella A., Dalla Bontà E., Sarzi M., Bertola F., 2010, *A&A*, 518, A32
- [64] Muñoz-Mateos J. C., Gil de Paz A., Boissier S., Zamorano J., Jarrett T., Gallego J., Madore B. F., 2007, *ApJ*, 658, 1006
- [65] Neilsen E. H., Tsvetanov Z. I., Ford H. C., 1997, *ApJ*, 483, 753
- [66] Nelder J. A., Mead R., 1965, *Computer Journal*, 7, 308
- [67] Pastorello N., 2010, *Tesi di Laurea Magistrale*, Università di Padova
- [68] Pizzella A., Corsini E. M., Morelli L., Sarzi M., Scarlata C., Stiavelli M., Bertola F., 2002, *ApJ*, 573, 131
- [69] Portaluri E., 2013, *Tesi di Dottorato*, Università di Padova
- [70] Portaluri E., Corsini E. M., Morelli L., Hartmann M., Dalla Bontà E., Debattista V. P., Pizzella A., 2013, *MNRAS*, 433, 434
- [71] Press W. H., Teukolsky S. A., Vetterling W. T., Flannery B. P., 1992, *Numerical Recipes in FORTRAN. The Art of Scientific Computing*. Cambridge University Press, Cambridge
- [72] Prieto M., Aguerri J. A. L., Varela A. M., Muñoz-Tuñóz C., 2001, *A&A*, 367, 405
- [73] Rest A., van den Bosch F. C., Jaffe W., Tran H., Tsvetanov Z., Ford H. C., Davies J., Schafer J., 2001, *AJ*, 121, 2431
- [74] Richardson W. H., 1972, *Opt. Soc. Am. J.*, 62, 476
- [75] Rix H. W., White S. D. M., 1990, *ApJ*, 362, 52
- [76] Sandage A., Bedke J., 1994, *The Carnegie Atlas of Galaxies*. Carnegie Institution of Washington, Washington DC

- [77] Sandage A., Tammann G. A., 1981, A Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies. Carnegie Institute of Washington, Washington DC
- [78] Sarzi M., Ledo H. R., Dotti M., 2015a, MNRAS, 453, 1070
- [79] Sarzi M., et al., 2015b, MNRAS, sottomesso
- [80] Schechter P., 1976, ApJ, 203, 297
- [81] Scorza C., Bender R., 1990, AJ, 235, 49
- [82] Scorza C., van den Bosch F. C., 1998, MNRAS, 300, 469
- [83] Sil'chenko O. K., 1999, AJ, 117, 2725
- [84] Sirianni M., et al., 2005, PASP, 117, 1049
- [85] Thomas D., Maraston C., Bender R., 2003, MNRAS, 339, 897
- [86] Tremaine S. D., Ostriker J. P., Spitzer L. Jr., 1975, ApJ, 196, 407
- [87] Trujillo I., Aguerri J. L. A., Cepa J., Gutiérrez C. M., 2001, MNRAS, 328, 977
- [88] Trujillo I., Erwin P., Asensio Ramos A., Graham A. W., 2004, AJ, 127, 1917
- [89] van den Bosch F. C., 1998, ApJ, 507, 601
- [90] van den Bosch F. C., de Zeeuw P. T., 1996, MNRAS, 283, 381
- [91] van den Bosch F. C., Ferrarese L., Jaffe W., Ford, H. C., O'Connell R. W., 1994, AJ, 108, 1579
- [92] Vazdekis, A. 1999, ApJ, 513, 224
- [93] Worthey G., 1994, ApJS, 95, 107

Ringraziamenti

A conclusione di questo lavoro di tesi vorrei ringraziare il gruppo di ricerca che mi ha seguito e sostenuto durante tutto il percorso.

Un ringraziamento particolare al Professor Corsini per avermi accolto nel gruppo di ricerca, per la sua grande disponibilità e per la precisione e metodologia di lavoro grazie alla quale è stato possibile raggiungere un risultato di qualità.

Un ringraziamento a Lorenzo Morelli per avermi dato consigli e suggerimenti utili allo svolgimento della tesi e per avermi aiutato ogni volta ne avessi bisogno.

Un ringraziamento a Luca Costantin per avermi spiegato come utilizzare il programma che costruisce le immagini simulate, strumento essenziale ai fini dell'analisi condotta in questa tesi.

Un ringraziamento a Stefano Cariddi per avermi dato una mano ad utilizzare il programma di decomposizione fotometrica a cui sta lavorando.

A mio avviso ciò che caratterizza questo gruppo di ricerca è la disponibilità, la pazienza e la precisione nel guidare uno studente durante il suo percorso di tesi e soprattutto nell'insegnargli un buon metodo di lavoro.