



UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

Dipartimento di Fisica e Astronomia “Galileo Galilei”

Corso di Laurea in Astronomia

Tesi di Laurea

MODELLO DI MASSA DELLA GALASSIA UGC02487

Relatore: Prof. Pizzella Alessandro

Correlatore: Prof. Corsini Enrico Maria

Laureando: Feudatari Edoardo

Anno Accademico 2018/2019

INDICE

| | |
|--|-----------|
| Capitolo 1: Cenni teorici per la costruzione di un modello di massa | 1 |
| 1.1 Introduzione e scopo dell'elaborato..... | 1 |
| 1.2 Morfologia | 12 |
| 1.3 Cinematica | 15 |
| Capitolo 2: Spitzer e Fotometria | 19 |
| 2.1 Missione Spitzer | 19 |
| 2.2 SPARC..... | 22 |
| 2.3 Profili di brillantezza superficiale | 24 |
| 2.4 Decomposizione fotometrica 2D | 28 |
| 2.4.1 Riduzione delle immagini..... | 29 |
| 2.4.2 GASP2D | 34 |
| Capitolo 3: UGC02487 | 41 |
| 3.1 Caratteristiche generali | 41 |
| 3.2 Curva di rotazione da spettroscopia..... | 44 |
| 3.3 Analisi dei dati | 46 |
| Capitolo 4: Modello di massa | 49 |
| 4.1 Curva di rotazione da fotometria | 49 |
| 4.1.1 Il contributo del bulge..... | 50 |
| 4.1.2 Il contributo del disco | 51 |
| 4.2 Modello di massa barionica | 54 |
| Conclusioni | 61 |
| Bibliografia | 63 |

Capitolo 1

Cenni teorici per la costruzione di un modello di massa

1.1 Introduzione e scopo dell'elaborato

Questo lavoro si pone lo scopo di costruire un modello di massa della galassia UGC02487 comparando dati già esistenti dai cataloghi del telescopio spaziale Spitzer, con quelli qui proposti. Le immagini utilizzate per eseguire l'analisi fotometrica saranno quelle già esistenti in archivio, la differenza sta nella decomposizione delle stesse: i dati personali saranno analizzati con un metodo bidimensionale, mentre i modelli già esistenti sono stati creati in 1D, ovvero con funzioni dipendenti dalla sola distanza radiale dal centro galattico. Sarà quindi possibile poter confrontare i dati ottenuti con entrambi i metodi e verificare se si può evincere la presenza di materia oscura e, in caso, quale dei due metodi sarà più in accordo con le previsioni teoriche.

La procedura per determinare un modello di massa di una galassia dipende dalla spettrofotometria della stessa, in particolare si sfrutta il gas in rapida rotazione come tracciante cinetico. Le galassie migliori per utilizzare questo metodo sono quindi quelle ricche di gas nel disco galattico e UGC02487 è una di queste, grazie ad un vasto alone di idrogeno neutro. In aggiunta, con un'adeguata fotometria delle immagini si delinea un profilo di brillantezza superficiale, distinguendo le varie parti che vanno a formare una galassia. I modelli teorici creati con decenni di studi fotometrici ci suggeriscono le leggi che meglio descrivono, per esempio, come varia la luminosità attribuita al bulge o al disco di una galassia in funzione della distanza dal centro; andando a comporre tutti i vari contributi si definisce un profilo completo di brillantezza superficiale. Il metodo è utile anche per scoprire le discrepanze tra i dati osservati e il tentativo di spiegarli con le leggi assodate: potendo osservare lacune o eccessi di brillantezza si scoprono altre componenti

altrimenti difficilmente ricavabili, come anelli o barre. Grazie alla spettroscopia invece si riescono a creare le curve di rotazione del gas stesso attorno al centro galattico: con uno studio della posizione e della forma delle righe di emissione della galassia si determinano il redshift, la distanza della galassia da noi osservatori e la sua velocità di recessione, nonché appunto la velocità del gas in rotazione. Per un'approssimazione ad una distribuzione di massa sferica, si ricava la densità ed infine si costruisce il modello di massa.

Eludendo invece la parte spettroscopica, questo elaborato proporrà la costruzione di un modello di massa con i soli dati fotometrici con una procedura inversa rispetto al metodo sopra descritto: la decomposizione bidimensionale, grazie ai dati assodati dalla letteratura sul rapporto massa-luminosità per la tipologia di galassia in esame in una specifica banda di osservazione, ci fornirà la densità della galassia da cui poter ricavare la curva di rotazione e il modello di massa. Questo lavoro proporrà quindi di chiedersi se può essere sufficiente uno studio monodimensionale o se la discrepanza con il più complesso metodo qui elaborato suggerisce un utilizzo costante di decomposizioni più metodiche e meno approssimate. In sostanza ci si chiede se la praticità di un metodo più semplice possa talvolta sostituire l'accuratezza di uno più complesso.

La scelta della galassia UGC02487 non è casuale, ma suggerita dal progetto SPARC successivamente descritto per l'esigenza di una netta distinzione tra due componenti galattiche ben visibili: il lavoro necessita di un'accurata scomposizione disco/bulge. Inoltre i dati mostrati in Figura 4.3 evidenziano un'ampiezza considerevole della curva di rotazione, il che permette speculazioni sul parametro M/L e sulla materia non barionica. Infine la galassia in esame presenta, come già citato, un vasto alone di HI che consente uno studio cinematico grazie alla determinazione del potenziale gravitazionale, a causa delle seguenti proprietà:

- È un gas rilevabile a temperature più basse dell'idrogeno ionizzato e la dispersione della sua velocità è dell'ordine di $10 \frac{Km}{s}$, questo fa in modo che in buona approssimazione segua orbite circolari.
- È un gas molto diffuso che si estende oltre la componente stellare, pur mantenendo un disco di spessore contenuto, questo fa sì che si possa tracciare

il potenziale anche in regioni in cui la materia barionica si vedrà non essere sufficiente per spiegare i modelli teorici.

I modelli di massa sono storicamente affetti da incertezza dovuta al corretto rapporto $\frac{M}{L}$: il contributo della componente stellare nel disco e nell'alone sono fortemente dipendenti da questo parametro, questo effetto viene anche chiamato *disk-halo degeneracy* (van Albada et al. 1985). Nell'elaborato, quando non specificato in altri modi, il rapporto M/L sarà riferito alla componente stellare ed è un valore fortemente dipendente dalla banda di osservazione, come mostrato nella Figura 1.2.

Possono essere creati modelli di massa molto diversi da considerazioni sulla densità di un alone di materia oscura, inoltre il tipo morfologico è un parametro discriminante e la distribuzione spaziale di tale concentrazione non barionica sembra variare sensibilmente tra le parti più interne e quelle più esterne della galassia. Per rendere conto di queste diversità i modelli creati sono molteplici e non sempre in accordo: c'è appunto un'incertezza elevata e la scelta del più corretto rapporto massa/luminosità non è scontato ai fini della costruzione del modello più rappresentativo dei dati ottenuti. Mostrerò di seguito un'immagine che illustra come due modelli possano descrivere in modo molto diverso la distribuzione di massa a causa di diversi valori dei parametri utilizzati. Per considerazioni teoriche più formali si veda l'articolo di van Albada e collaboratori (1985). Si prende come esempio la galassia NGC3198 e si costruisce un modello di due componenti: un sottile disco che segua la legge esponenziale (Freeman, 1970) ed un alone a simmetria sferica che rappresenti la componente non barionica, la cui densità in funzione della distanza dal centro si può esprimere con la legge seguente:

$$\rho_{Halo}(R) \propto [a^\gamma + R^\gamma]^{-1} \quad (1.1)$$

in cui a è un parametro legato alla dimensione del core, γ è un esponente il cui valore non è ancora completamente definito. Per le seguenti considerazioni si annulla il contributo del bulge trascurabile in questa galassia e si approssima $\frac{M}{L}(R) = cost$ per il disco, inoltre per regioni più esterne della galassia si può ottenere una legge che descriva meglio una flessione nella densità dell'alone:

$$\rho_{Halo}(R) \propto \left[\left(\frac{a}{R_0}\right)^2 + \left(\frac{R}{R_0}\right)^2 + 0.08 \left(\frac{R}{R_0}\right)^4 \right]^{-1} \quad (1.2)$$

in cui R_0 rappresenta un raggio a scelta. Quest'ultima, se fosse sempre la più rappresentativa, descriverebbe un limite minimo di densità dell'alone.

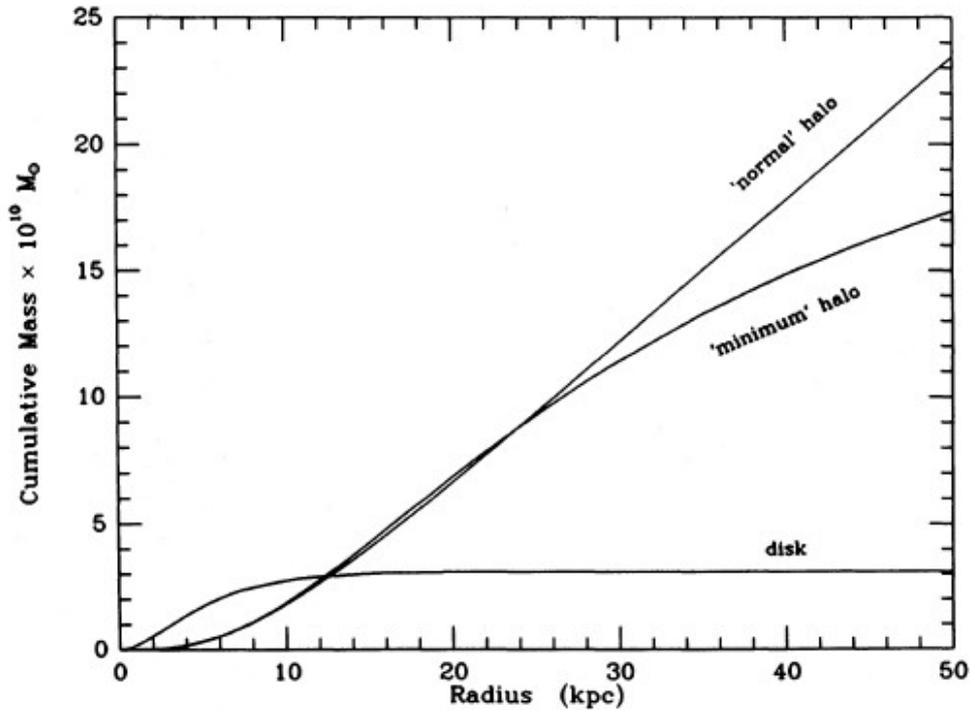


Figura 1.1: modelli di massa di NGC 3198, il *'normal' halo* segue la legge (1.1), il *'minimum' halo* è descritto da (1.2). Immagine tratta da van Albada et al. 1985

Questo effetto di *disk-halo degeneracy* può essere minimizzato con una fotometria che lavora in infrarosso, infatti nella banda di osservazione K del sistema internazionale di Johnson, ovvero tra i $2.2 \mu\text{m}$ e i $3.6 \mu\text{m}$, si ha un fattore 2 di range per $\frac{M}{L}$, a fronte di un fattore 7 della banda B (Bell & de Jong 2001), da cui questa scelta di poter sfruttare i dati di Spitzer; i modelli di sintesi di popolazione stellare SPS suggeriscono un utilizzo di $\frac{M}{L} \sim \text{cost}$, buona approssimazione considerando appunto l'incertezza nelle altre bande fotometriche nelle quali si ha inoltre una dipendenza dalla storia di formazione stellare specifica della galassia. Di seguito due grafici che evidenziano ciò appena descritto: su un vasto campione di galassie di diverse epoche cosmiche, si definiscono i loro rapporti $\frac{M}{L}$ nelle due bande di osservazione K e B, rispettivamente espressi da pallini pieni e vuoti.

Nel grafico di sinistra è espressa in ascissa la magnitudine assoluta in banda K, in quello di destra invece la brillantezza superficiale centrale.

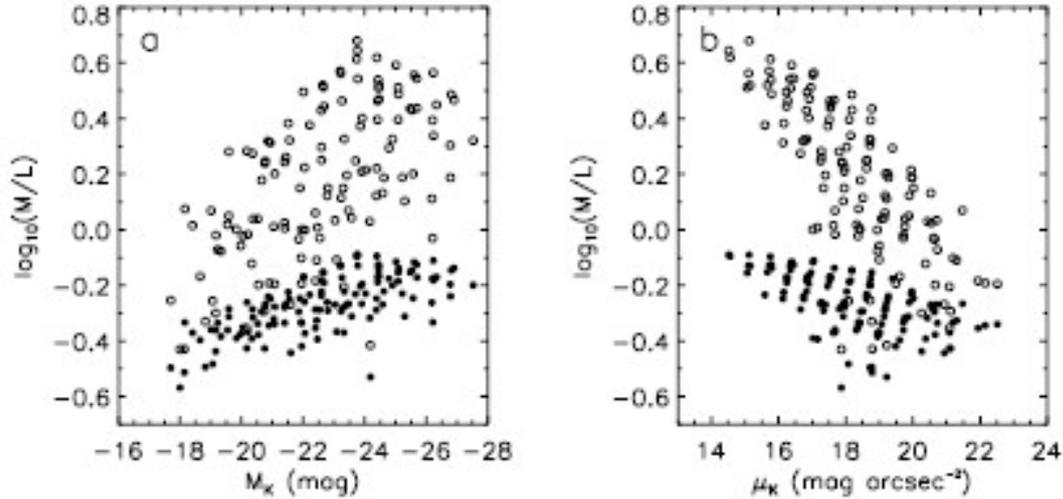


Figura 1.2: M/L espresso in funzione di magnitudine assoluta e brillantezza superficiale, nelle due bande di definizione K e B. Immagine tratta da Bell e de Jong (2001)

In questa sezione si cerca anche di sollevare il problema di una possibile discrepanza tra i valori empirici osservati e i modelli fotometrici, integrando considerazioni teoriche e provando quindi a giustificare aloni ad hoc, come quello aggiunto in Figura 3.5 (Struve et al. 2010) i quali colmano le lacune barioniche nella curva di rotazione. La centralità del problema consiste nell'impossibilità di esplicazione di un potenziale gravitazionale che soddisfi la curva di rotazione da parte della semplice sommatoria delle componenti stellari e delle nubi di gas: la velocità di rotazione di tale materiale attorno al centro galattico dovrebbe seguire le consolidate leggi kepleriane, ma le osservazioni dimostrano come si attesti un appiattimento di tali velocità, che appunto rimangono costanti piuttosto che scemare a lunghi raggi (Figure 3.2 e 3.8). Tale velocità di appiattimento è correlata alla massa barionica grazie alla legge empirica di Tully-Fisher, la BTFR (*Barionic Tully-Fisher Relation*), per cui si ha $V_f^4 \propto M_{bar}$ (Tully & Fisher, 1977), ma non sono evidenziate dipendenze di alcun tipo rispetto ad altre proprietà galattiche come le dimensioni delle stesse o la brillantezza superficiale (McGaugh, 2005 & McGaugh et al. 1998): ciò implica un'importante correlazione tra la massa barionica e la dinamica della galassia, può essere un buon punto di partenza per capire le ragioni dell'appiattimento.

La questione non è nuova e si è cercato di porvi rimedio sia con modelli empirici, sia con considerazioni più generali e teoriche, andando ad implementare la presenza di tale materia non barionica in sistemi e modelli cosmologici (Λ CDM), nel tentativo di far coesistere entrambe le visioni. Lo studio SPARC ha innescato una serie di lavori e considerazioni, alcuni protratti dagli stessi autori dell'articolo di riferimento per questo elaborato. In uno di questi scritti Lelli e altri hanno comparato l'accelerazione gravitazionale barionica con quella che segue dalle osservazioni, con le dovute considerazioni per la banda di osservazione e di M/L già citate e approfondite nella sezione 4.2 (McGaugh & Lelli, 2016). Le accelerazioni gravitazionali a cui è soggetto un punto nella galassia a causa della massa barionica e totale sono date dalla seguenti formule:

$$g_{\text{bar}} = \left| \frac{\partial \Phi_{\text{bar}}}{\partial R} \right| \quad (1.3);$$

$$g_{\text{obs}} = \frac{V^2(R)}{R} = \left| \frac{\partial \Phi_{\text{tot}}}{\partial R} \right| \quad (1.4)$$

Il potenziale è ottenuto dalla risoluzione dell'equazione di Poisson, come mostra la (4.6): con tutti dati sulle galassie negli archivi di Spitzer si è potuto costruire un grafico che riassume i valori trovati ed esplica una correlazione tra gli assi stessi (Figura 1.3). I modelli di massa sono alquanto diversi per i tipi morfologici in esame, ma si possono estrapolare caratteristiche simili per le HSB, le quali presentano un forte contributo di massa barionica nelle regioni centrali e necessitano di materia oscura a lunghi raggi, mentre le LSB hanno bisogno di un contributo di materia non barionica anche a corti raggi. In ogni caso dal grafico si può osservare una generale tendenza di correlazione tra le due accelerazioni, nonostante nessun presupposto teorico debba per forza richiederlo: l'ascissa deriva dalla risoluzione di (4.6) e l'ordinata dalla curva di rotazione dei dati osservati. Grazie ai dati ottenuti per ricavare il grafico si riesce a costruire una funzione empirica che possa spiegare la relazione tra due accelerazioni:

$$g_{\text{obs}} = \mathcal{F}(g_{\text{bar}}) = \frac{g_{\text{bar}}}{1 - e^{-\sqrt{g_{\text{bar}}/g_{\text{f}}}}} \quad (1.5)$$

Il denominatore nell'esponenziale rappresenta un fattore di scala dipendente da M_*/L . Questa formula ha importanti implicazioni: per valori elevati di g_{bar} si ha una pendenza lineare, mentre a basse accelerazioni $g_{\text{obs}} \propto \sqrt{g_{\text{bar}}}$, significa che in determinati punti la materia oscura è trascurabile, in altri preponderante.

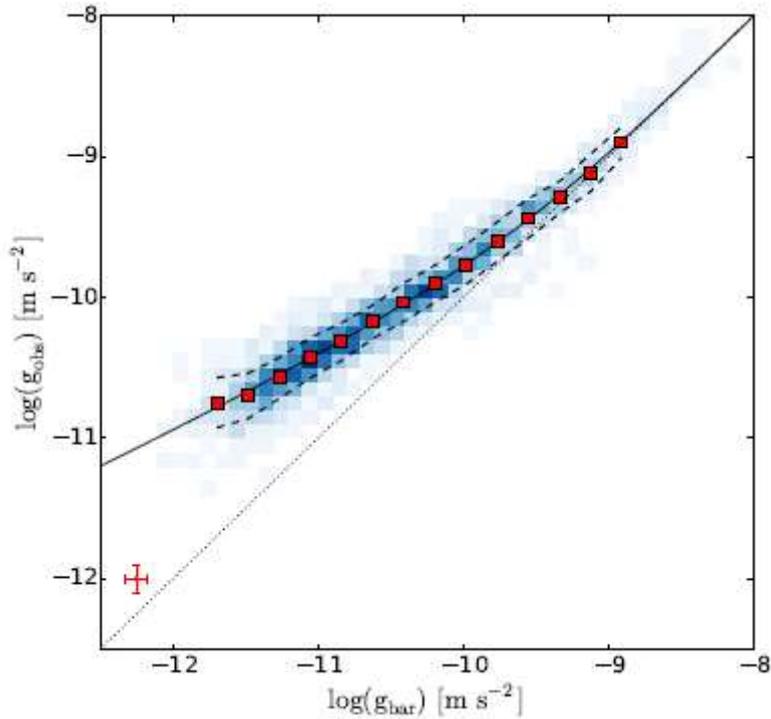


Figura 1.3: relazione tra l'accelerazione osservata (totale) e quella barionica prevista per il set di dati di Spitzer. La linea continua esprime la formula (1.5) e le due linee tratteggiate sopra e sotto alcuni dati campione rappresentano i limiti superiore ed inferiore dei tutto l'archivio. Figura tratta da McGaugh & Lelli (2016)

Ci sono due tipi di incertezze nella relazione citata e provengono dalle considerazioni sul fattore M_*/L e sulle misure della curva di rotazione, quindi nelle distanze galattiche, nelle inclinazioni dei dischi, negli errori intrinseci sulle velocità di rotazione. Nonostante queste considerazioni, si può affermare che, per questo set di galassie, senza alcun tipo di modello teorico di materia oscura, esiste una relazione empirica molto stretta tra l'accelerazione gravitazionale barionica e quella osservata dalla curva di rotazione: con queste premesse si può definire un'accelerazione dovuta alla DM, come segue:

$$g_{DM} = g_{obs} - g_{bar} = \frac{g_{bar}}{e^{\sqrt{g_{bar}/g_t}} - 1} \quad (1.6)$$

Si ha dunque una formula per la descrizione empirica dell'accelerazione dovuta alla materia non barionica, di seguito viene mostrato un esempio specifico a cui sono stati comparati modelli teorici da considerazioni geometriche e dinamiche.

A titolo di esempio viene qui citato un lavoro di Van Albada (et al. 1985) che considera un modello di massa di una galassia Sc composta da due sole componenti: un disco esponenziale e un alone sferico di DM. Nell'ultimo punto osservato della curva di rotazione si attesta una predominanza di materia oscura su quella barionica per un fattore 4: il massimo M/L barionico per il disco è di $3.6 M_{\odot}/L_{\odot}$, mentre, per supportare i dati si necessita di un M/L totale di $18 M_{\odot}/L_{\odot}$. NGC3198 non ha compagni brillanti vicini che possano interagire, quindi la curva di rotazione calcolata a partire dalle osservazioni di WSRT subisce poche incertezze dovute a fattori di disturbo. Il contributo del bulge è in questo caso trascurabile e ciò porta alla costruzione di un modello di alone sferico di DM, in approssimazione di velocità circolare; in ogni caso il nucleo dell'alone sarebbe così lontano dalla maggior concentrazione di massa barionica, che la sua forma risulta non fondamentale (Bahcall et al. 1982). Queste considerazioni geometriche portano a considerare una distribuzione dell'alone di materia oscura espressa come la (1.1) e (1.2): le possibilità in gioco permettono di essere flessibili sul valore di γ , potendo considerare quindi distribuzioni di massa cumulativa differenti e contenute in un range minimo e massimo, come mostrato in Figura 1.1. In ogni caso, per questa galassia, considerare plausibile ridurre la V_{\max} attribuita al disco a 140 km/s implica tutte le considerazioni geometriche del caso, che portano appunto ad una densità di materia oscura in alone che decresce con la distanza galattocentrica (Van Albada et al. 1985).

I risultati finali per tale galassia ci dicono che anche nel caso di minimo alone di materia oscura, entro i 50 kpc la DM è preponderante su quella barionica per un fattore 6, questo porta alla considerazione di un M/L totale superiore a $25 M_{\odot}/L_{\odot}$. I dati inoltre sono compatibili con la considerazione di un raggio del nucleo di materia oscura compreso entro la seguente regione: $1.7 \text{ kpc} < R_{\text{core}} < 12.5 \text{ kpc}$. Infine l'articolo considera una generalizzazione per i dischi galattici con V_{\max} inferiore a 140 km/s, per i quali è sempre presente un alone di materia oscura descritto dalla (1.1).

L'espedito dell'utilizzo di una componente non osservabile di materia per la spiegazione dei dati empirici non può essere preso così semplicemente, ma come ogni altra teoria deve trovare supporto in un modello più ampio. Per questo motivo, ai fini teorici, la cosmologia è obbligata a dover inserire la materia oscura tra i propri parametri nella comprensione dello sviluppo dell'universo. Cito in questa sezione un esempio di comparazione tra modelli cosmologici ed empirici: la letteratura è in pieno studio e

procede con cautela, i dibattiti sono molto aperti e ancora lontani da una visione definitiva e completa. Nello specifico Katz e collaboratori (2017) pongono a confronto il modello cosmologico NFW (Navarro et al. 1996) che si basa su una simulazione ad n-corpi ed il modello DC14 (Di Cintio et al. 2014) fondato su simulazioni idrodinamiche che coinvolgono processi barionici. Il lavoro di Katz e collaboratori utilizza un approccio con simulazioni statistiche di Monte Carlo sui già rodati dati ottenuti dal progetto SPARC per inferire la bontà dei due modelli.

I profili di DM empirici evidenziano un nucleo di alone a densità di materia costante, riproducendo i dati per diverse assunzioni sul valore di M/L , ma non vi è alcuna correlazione e base cosmologica a sussistere tale modelli (De Blok et al. 2008): questa la principale differenza con i due modelli cosmologici. Il NFW infatti predice un alone con un'elevata e pendente crescita di densità nelle regioni più interne a fronte inoltre di una scarsa corrispondenza con le LSB, mentre addirittura il DC14 predice una forte dipendenza di tale parametro dal valore di M_*/M_{hal} . Quest'ultimo e più recente modello DC14 tiene in considerazione due principali processi barionici che potrebbero essere connessi con la creazione di profili di densità di materia oscura:

- Primariamente, l'alone di materia oscura potrebbe non essere statico, ma subire una contrazione adiabatica in concomitanza di un raffreddamento e condensazione del gas (Sellwood & McGaugh, 2005).
- In secondo luogo è stata fatta l'ipotesi di un'espansione dell'alone di DM e formazione di un nucleo centrale causati dall'espulsione di una grande quantità di gas durante eventi ripetuti e violenti, come le supernove (Navarro et al. 1996).

Implicitamente invece il modello NFW assume una completa indipendenza nella formazione di aloni di materia oscura dai processi barionici. I modelli sono stati appunto testati con simulazioni di Monte Carlo su 147 diverse curve di rotazione degli archivi di SPARC e ottengono, tramite considerazioni diverse, profili di densità diversi ma in relazione tra loro tramite un parametro comune, definito come la concentrazione dell'alone, facendo riferimento ad una pendenza del profilo di densità di un *normal-halo*

che segua la legge (1.1). Per ulteriori dettagli e considerazioni si rimanda agli articoli già citati, pongo qui le due diverse espressioni per i profili di densità:

$$\rho_{\text{NFW}}(r) = \frac{\rho_s}{\left(\frac{r}{r_s}\right) \left[1 + \left(\frac{r}{r_s}\right)\right]^2} \quad (1.7)$$

$$\rho_{\text{DC14}}(r) = \frac{\rho_s}{\left(\frac{r}{r_s}\right)^\gamma \left[1 + \left(\frac{r}{r_s}\right)^\alpha\right]^{(\beta-\gamma)/\alpha}} \quad (1.8)$$

In quest'ultima i parametri α , β , γ non sono liberi, ma determinati dal valore di M_*/M_{halo} . Il metodo di Monte Carlo richiede un set di parametri già determinati, tra cui l'imposizione di Katz e collaboratori di $(M_{\text{gas}} + M_*)/M_{\text{halo}} < 0.2$, in generale il DC14 predice che per $-3.75 < \log(M_*/M_{\text{halo}}) < -1.75$ l'espansione sia il processo dominante nella formazione ed evoluzione dell'alone primordiale di materia oscura. Una semplificazione invece di tale modello evita di considerare l'effetto di buchi neri super massicci, i quali potrebbero disturbare i processi adiabatici barionici. Vengono mostrati di seguito due esempi di comparazione dei modelli, nella Figura 1.4.

In generale i risultati del confronto confermano una maggiore attendibilità e corrispondenza con il modello DC14, il quale consta di un valore del $\chi^2 < 1.5$ per la maggior parte delle 147 galassie in esame e una media dello stesso parametro molto vicina all'unità. Le uniche galassie in cui i modelli si sovrappongono sono le HSB, poiché i processi barionici non risultano così determinanti per la costruzione del profilo di densità primordiale. Le incertezze su entrambi i modelli sono comunque elevate e non eliminabili, determinate soprattutto dalle assunzioni delle distanze per le curve di rotazione, dallo spessore dei dischi galattici e dalla possibilità di non sfericità dell'alone di materia oscura. I parametri cosmologici considerati nel regime di Λ CDM sono tanto restrittivi nella teoria quanto incerti nel valore assunto, ma è dimostrato che il DC14 è un modello più flessibile del NFW e consistente con un più vasto range di valori, oltre che interpola visibilmente meglio i dati empirici delle curve di rotazione. Altri studi sulle LSB confermano contributi sempre più determinanti di DM per la dinamica in gioco, ma rimanendo in stretta relazione con processi barionici determinati (Lelli, Pawlowsky et al. 2016): questo va supportato ancora una volta del modello cosmologico DC14.

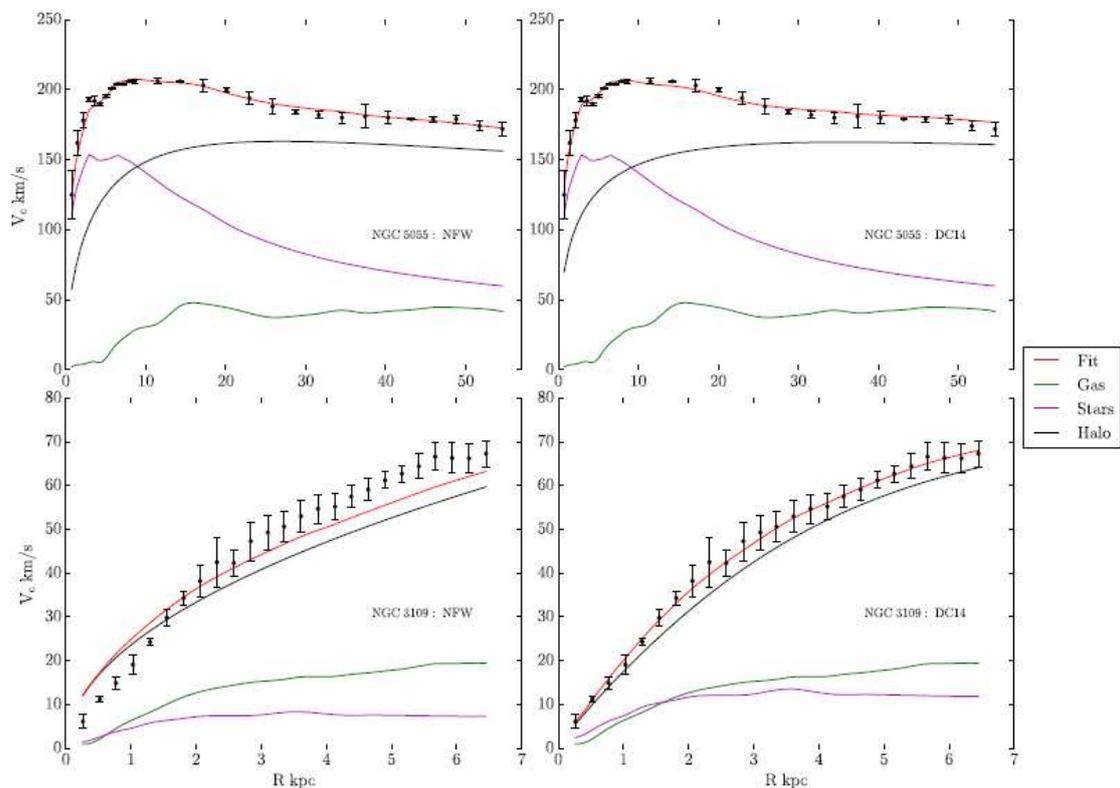


Figura 1.4: Curve di rotazione di due galassie degli archivi SPARC, fittate con i due diversi modelli di DM. Immagine tratta da Katz et al. (2017)

Questo elaborato è suddiviso in quattro capitoli, nei quali introdurrò la missione Spitzer da cui sono presi i dati da analizzare: lo studio di Lelli e collaboratori denominato SPARC (Lelli et al. 2016) sarà il termine di paragone per tutto questo scritto e sarà presente in dati, analisi e considerazioni in ogni capitolo. Descriverò la morfologia della galassia, la sua fotometria con le decomposizioni disco/bulge, la costruzione del modello di massa, confrontando in ogni sezione i dati d'archivio con quelli acquisiti. In caso di discrepanze considerevoli tra la curva di rotazione da spettroscopia e quella da fotometria, la letteratura sulla materia oscura introdotta in questa sezione servirà come punto di partenza per speculazioni sull'argomento; una trattazione di questo tipo non è lo scopo dell'elaborato per cui non sarà presente uno studio specifico sulla DM per UGC02487.

1.2 Morfologia

La classificazione morfologica di una galassia è il primo passo per una descrizione e comprensione della fisica sottostante, in quanto essa è collegata con molte proprietà globali galattiche come: il contenuto di gas, il tasso di formazione stellare, il momento angolare, i tipi di popolazioni stellari. Esistono dunque caratteristiche evidenti che raggruppano galassie simili e ci riferiscono informazioni importanti per l'analisi galattica stessa; da una semplice immagine dell'oggetto che si sta osservando si traggono delle conclusioni in base ai parametri che si sceglie di utilizzare. Descriverò brevemente qui due classificazioni diverse, quella introdotta da Hubble nel 1926 e perfezionata negli anni e quella descritta da de Vaucouleurs nel 1959.

La prima classificazione morfologica, quella più usata e che fornisce la terminologia di base per tutte le altre successive tassonomie è quella di Edwin Hubble. Tale metodologia suddivide la vastità di galassie visibili nell'universo in quattro macro categorie sulla base di semplici parametri visibili ad occhio rispetto alle immagini degli oggetti stessi. Senza scendere in dettagli, illustro brevemente la classificazione (Hubble, 1926):

- (E) La prima categoria è quella delle galassie ellittiche, nome che deriva appunto dalla loro forma bidimensionale apparente sul piano del cielo. Una suddivisione ulteriore consiste nella numerazione da 0 a 7 per indicare l'ellitticità delle stesse.
- (S0) Le galassie lenticolari, classe di appartenenza di UGC02487, sono composte da un bulge centrale molto prominente, di apparente forma sferica e di un disco molto più sottile e meno luminoso. Questa categoria è vista come un passaggio intermedio tra le ellittiche, ricordate dal bulge sferoidale e le spirali. Anche qui si ha un'ulteriore classificazione numerica da 1 a 3, la quale indica in senso crescente la prominente di polveri presenti nel disco galattico.

- (S) Le spirali devono il loro nome a degli imponenti bracci di polvere, gas e stelle in rotazione in un disco attorno ad un bulge centrale più o meno prominente. In questa categoria si ha la suddivisione a, b, c, anche qui in senso crescente per le caratteristiche correlate di:
 - Prominenza del bulge rispetto al disco galattico;
 - Apertura o avvolgimento dei bracci di spirale del disco;
 - Risoluzione del disco in stelle ed apparente eterogeneità dell'oggetto.
- (Irr) Le galassie irregolari non presentano simmetrie e sembrano oggetti molto confusi e disordinati, si suddividono anch'esse in due tipologie: il tipo I raccoglie le galassie fortemente risolte in stelle, mentre il tipo II è composto dagli oggetti più caotici e non risolti.

A partire dalle ellittiche, ogni altro tipo morfologico è ulteriormente suddiviso dalla presenza o meno di una barra, ovvero una struttura luminosa che si somma ai contributi di bulge e disco. Tutto questo si può riassumere nel diagramma a diapason qui sotto:

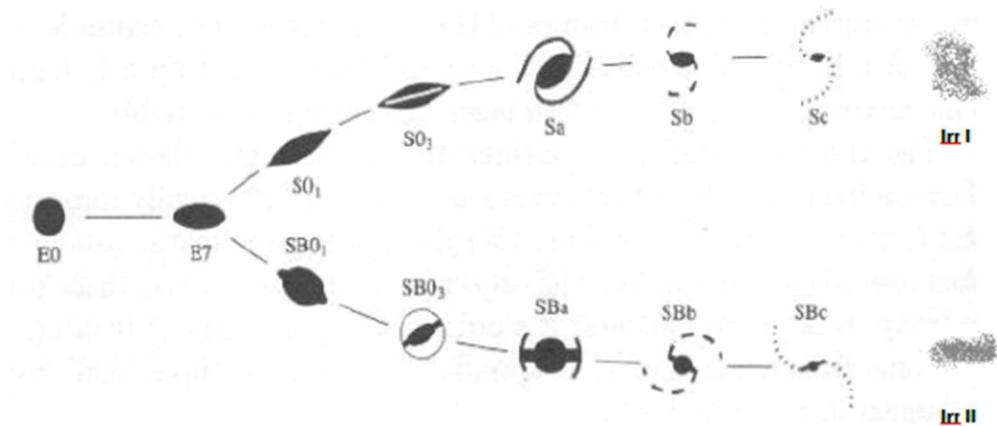


Figura 1.5: Rappresentazione della prima classificazione morfologica di Hubble. Immagine tratta da Mihalas & Binney (1981)

L'importanza di questa classificazione risiede soprattutto nell'aver iniziato gli studiosi del campo all'argomento ed aver disegnato le linee guida terminologiche e alcuni parametri di diversificazione morfologica, ma presenta ovviamente lacune e punti critici: per esempio le galassie S0 come UGC02487 sono in media meno luminose sia delle Sa che delle E, questo significa che la tassonomia morfologica è troppo semplicistica nel ridurre le lenticolari come corpi intermedi tra classi diverse.

Una seconda critica che si può fare ad Hubble è la limitazione del campione utilizzato per la costruzione morfologica: solo galassie giganti o supergiganti vennero prese in considerazione. Per risolvere questo problema viene in aiuto una seconda classificazione, molto più fine, introdotta da de Vaucouleurs nel 1959, la quale aggiunge tipi morfologici intermedi come le $S0^-$, ovvero lenticolari con un disco sottile e un bulge molto prominente, le $S0^+$ che hanno caratteristiche più simili alle spirali pur non presentando i bracci caratteristici, le E^+ sono ellittiche immerse in un alone luminoso, le Sd sono spirali ancora più avanzate rispetto alle ultime Sc di Hubble ed infine le Sm sono spirali magellaniche, con peculiarità intermedie tra le irregolari e le spirali avanzate. Un'ulteriore innovazione di questa classificazione è la suddivisione di ogni categoria in base alla presenza di un anello da cui partirebbero i bracci di spirale, in aggiunta alla barra già presente in Hubble. Questa classificazione è riassumibile in un diagramma più complesso, a forma di fuso.

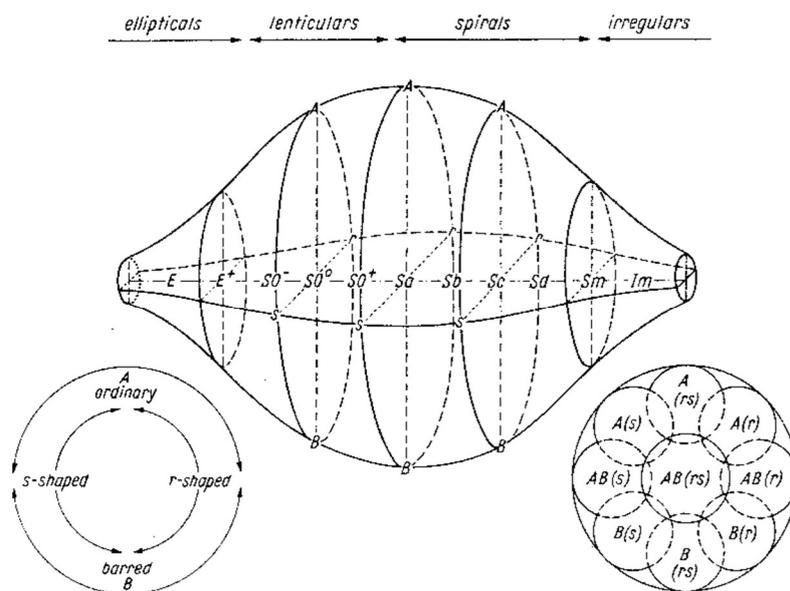


Figura 1.6: Rappresentazione della classificazione morfologica di De Vaucouleurs (1959)

Infine il merito di de Vaucouleurs è stato quello di introdurre un'identificazione più snella dei tipi morfologici, una semplice scala numerata universalmente riconosciuta, di seguito un confronto tra le due classificazioni.

| | | | | | | | | | | | | | | | | |
|----------|-----------|-----------|-----------|-----------------|-----------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|----------|-----------|
| Hubble | E | | E-S0 | S0 | | S0/a | Sa | Sa-b | Sb | Sb-c | Sc | | | Sc-Irr | | Irr |
| de Vauc. | E | E+ | S0- | S0 ⁰ | S0+ | S0/a | Sa | Sab | Sb | Sbc | Sc | Scd | Sd | Sdm | Sm | Im |
| T | -5 | -4 | -3 | -2 | -1 | 0 | 1 | 2 | 3 | 4 | 5 | 6 | 7 | 8 | 9 | 10 |

Tabella 1.1: Confronto tra le classificazioni di Hubble e di de Vaucouleurs ed introduzione del tipo morfologico

Questa introduzione teorica permette di comprendere più nel dettaglio cosa significhi classificare una galassia e quanto possano essere riduttive e fuorvianti delle semplici immagini. UGC02487 è classificata col tipo 0, nonostante serva una più completa fotometria della stessa per accertarsi della presenza di un bulge centrale prominente e un disco di rotazione.

1.3 Cinematica

La spettroscopia consente di costruire una curva di rotazione galattica analizzando le righe d'emissione di un alone di gas nei pressi della galassia in esame. Il ragionamento è lineare: alcune galassie hanno intrappolato vaste masse gassose grazie al loro potenziale gravitazionale, quest'ultime sono in rapida rotazione e risentono nella loro dinamica di tutti contributi presenti, come suggerito precedentemente anche da quelli non visibili. Gli aloni di gas vengono investiti dalla radiazione ed hanno spettri d'emissione rilevabili e da cui si traggono informazioni fondamentali per lo studio dell'astro in esame. Lo spettrometro installato su un telescopio si serve di strumenti diversi a seconda del proprio scopo, per esempio con una fenditura lunga si maschera la maggior parte della galassia focalizzandosi solamente sull'asse maggiore, direzione privilegiata per la creazione di

una curva di rotazione. Un collimatore successivamente rende parallela la radiazione proveniente dalla galassia, per poterla separare in lunghezza d'onda da un dispersore, infine i raggi convogliati in una camera vengono registrati su un rivelatore CCD. Le immagini così catturate presentano due dimensioni: in ascissa viene espressa la variazione in lunghezza d'onda della radiazione, in ordinata la posizione lungo la fenditura. Di seguito un'immagine esemplificativa:

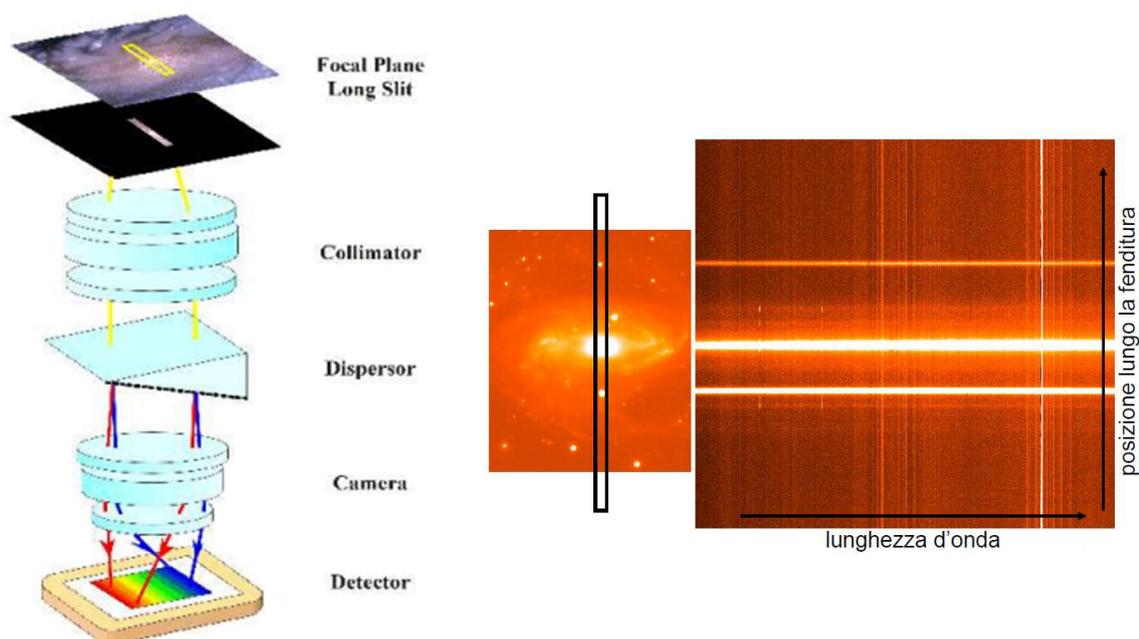


Figura 1.7: A sinistra una rappresentazione di uno spettrometro installato su un telescopio, a destra la cattura di uno spettro da parte dello strumento che lavora in *long-slit*

La radiazione quindi investe il gas, i cui elettroni vengono eccitati e variano il loro stato energetico; tornando allo stato fondamentale emettono fotoni con una lunghezza d'onda specifica per la transizione in esame, da cui si costruisce lo spettro di ogni atomo. La particolarità di questi spettri è che in ambiente di laboratorio, ovvero senza altri fattori di disturbo, le lunghezze d'onda specifiche rimangono ovviamente inalterate, mentre sia la forma sia la posizione delle righe d'emissione sono diverse per ogni spettro rilevato da osservazioni telescopiche. L'intensità del flusso rilevato della riga rileva l'abbondanza del gas in questione e si presenta come una gaussiana, la cui posizione e larghezza sono sintomatiche delle velocità del gas in rotazione. Infatti più la curva è piccata e più il gas ha un moto ordinato, mentre se la gaussiana è più larga ha una dispersione di velocità

maggiore. L'informazione che invece serve di più allo scopo è contenuta nella posizione della riga spettrale: il *redshift* descrive la variazione della lunghezza d'onda, come segue:

$$z = \frac{\lambda_{osservata} - \lambda_{lab}}{\lambda_{lab}} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{\lambda_{osservata}}{\lambda_{lab}} - 1 \quad (1.9)$$

In approssimazione che la velocità radiale del gas in rotazione sia molto inferiore a c , applicando la formula doppler ($v = cz$) si ottiene, misurando λ_{oss} ad ogni raggio, la velocità cercata in funzione della distanza dal centro galattico. La velocità rilevata nel centro galattico è composta da molti addendi, come la velocità di recessione cosmologica del corpo, le velocità peculiari galattiche rispetto al fondo cosmico e altre velocità che dipendono invece dall'osservatore, come quella di rotazione e rivoluzione terrestre, la velocità del sole rispetto al centro della Via Lattea o la velocità peculiare di quest'ultima. Una volta corretto per questi fattori, si costruisce una curva di rotazione effettiva del gas attorno al centro galattico. UGC20487 è stata scelta, tra le altre motivazioni, per un'importante curva di rotazione evidenziata dalla spettroscopia, si veda la sezione 3.2 per dettagli ulteriori.

Capitolo 2

Spitzer e fotometria

2.1 Missione Spitzer

Spitzer è un telescopio spaziale lanciato in orbita il 25 Agosto 2003 con lo scopo di eseguire una completa spettrofotometria dell'universo osservabile nella regione infrarossa, questo significa potersi assicurare informazioni peculiari per questa banda elettromagnetica: in primo luogo la luce registrata è affetta da un assorbimento inferiore rispetto a bande più energetiche, secondariamente si rilevano sorgenti i cui spettri d'emissione sono spostati dal redshift. Inoltre Spitzer non deve prendere contromisure sull'atmosfera terrestre, la quale protegge il globo in diverse bande dello spettro elettromagnetico; questo significa che il telescopio può essere paragonato ad uno dieci volte più grande posizionato sulla superficie terrestre.

Lo strumento principale è una configurazione ottica Ritchey-Chretien che rende il sistema molto compatto, infatti il sistema composto da due specchi iperbolici permette di posizionare il secondario a distanza inferiore del fuoco del primario, rispetto allo stesso. L'elemento più grande è appunto lo specchio primario di 85 cm di diametro e la visione totale soffre di un limite di diffrazione di 1.5 arcsec. Tutta la strumentazione è raffreddata sotto i 5.5 K, temperatura necessaria per evitare che la propria emissione termica vada a sovrapporsi con la radiazione che si vuole osservare. La maggior parte della strumentazione è costruita in Berilio, elemento dalla bassa capacità termica a basse temperature, questo comporta una facilitazione nel raffreddamento dovuto ad un serbatoio di 360 litri di He. La scelta dell'utilizzo di pochi materiali è strategica per evitare che si abbiano diverse dilatazioni o contrazioni strumentali che possano disturbare la messa a fuoco delle immagini.

Al sistema di specchi sono affiancati altri tre strumenti:

- IRS: InfraRed Spectrograph, è uno spettrografo che lavora tra 5 μm e i 40 μm .

- MIPS: Multiband Imaging Photometer for Spitzer è un fotometro utilizzato per ottenere immagini e misure fotometriche a 24 μm , 70 μm , e 160 μm .
- IRAC: InfraRed Array Camera è una camera infrarossa composta da quattro detector utilizzati per ottenere simultaneamente immagini a 3.6 μm , 4.5 μm , 5.8 μm e 8.0 μm . I primi due detector sono gli unici strumenti utilizzabili una volta esaurito l'He criogenizzante.¹

La vera particolarità della missione è l'orbita eliocentrica percorsa dallo strumento il quale sembra seguire la Terra nella sua rivoluzione annuale: questa tecnica sarà poi copiata per progettare il lancio di Kepler. Spitzer ha quasi la stessa velocità di rivoluzione terrestre, è poco più lento e questo comporta un allontanamento di un decimo di unità astronomica all'anno. L'espedito di percorrere questa traiettoria è molto utile per un naturale raffreddamento dello strumento: è lontano dalla radiazione termica terrestre. Un secondo vantaggio è il campo di vista dello specchio, il quale ad ogni epoca di osservazione copre un terzo del cielo visibile, mentre la visione continua a cambiare per riproporsi appunto dopo poco più di un anno siderale.

Il volume di He è stato pensato per rendere operativo lo strumento in tutte le sue componenti per un minimo di 2.5 anni, in realtà si è esaurito dopo addirittura 5.5 anni, periodo di inizio della *warm mission* a circa 28K nella quale solo i detector a 3.6 μm e 4.5 μm sono funzionanti e coprono 5x5 arcmin di cielo, ottenendo immagini di 256x256 pixel; è stata fatta infine la stima di altri 10 anni di lavoro, prima di perdere ogni funzionalità del telescopio.

Per questo elaborato lo strumento di interesse è IRAC, nel suo detector a 3.6 μm , grazie al quale si potrà effettuare un confronto con lo studio SPARC, di seguito esposto (Lelli et al. 2016). Di seguito due immagini, la prima è una rappresentazione dell'orbita eliocentrica di Spitzer, la seconda è un esempio di fotometria combinata nelle diverse bande dagli strumenti del telescopio.

¹ Tutte le informazioni sulla missione Spitzer sono reperibili da <http://www.spitzer.caltech.edu/>

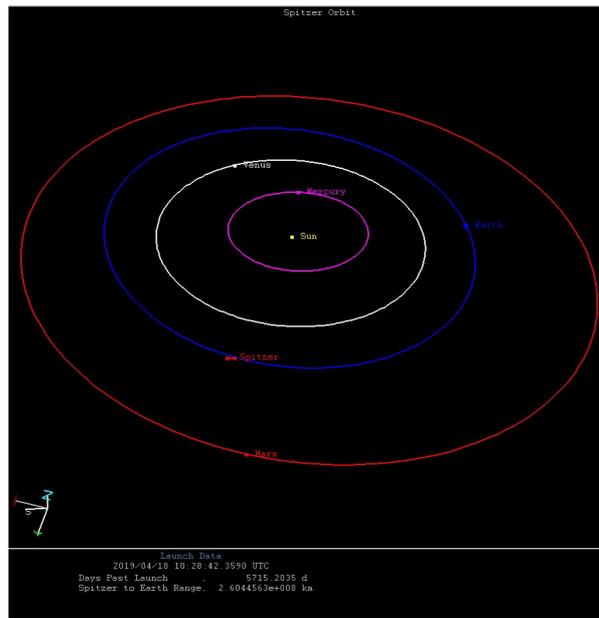


Figura 2.1: Rappresentazione dell'orbita di Spitzer. Immagine tratta da spitzer.caltech.edu

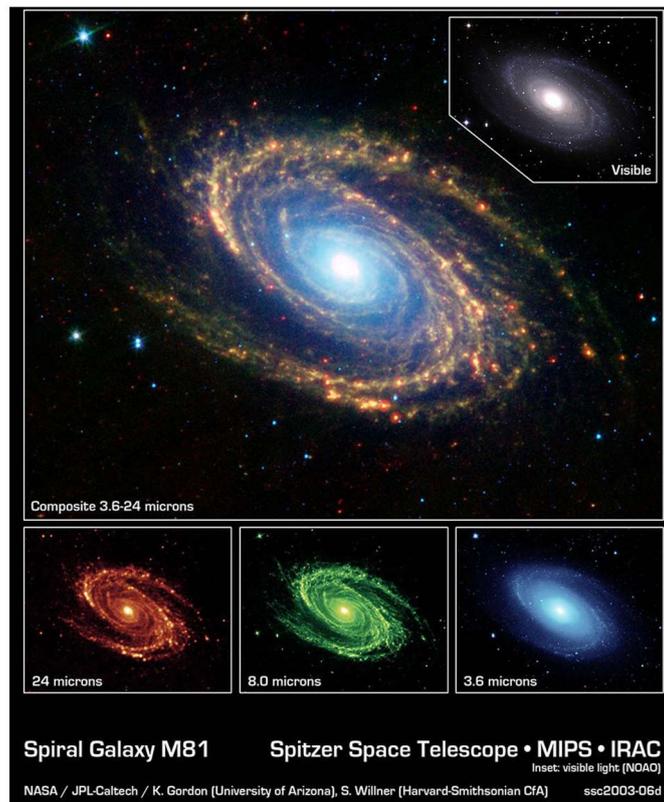


Figura 2.2: Galassia M81 nelle diverse bande di osservazione. Immagine tratta da spitzer.caltech.edu

2.2 SPARC

Nel 2016 è stato condotto uno studio completo su 175 galassie utilizzando i dati raccolti dalla missione Spitzer, tale progetto è denominato SPARC, ovvero *Spitzer Photometry and Accurate Rotation Curves* (Lelli et al. 2016). Questo elaborato prende come riferimento appunto i modelli di massa ottenuti da Lelli e collaboratori, in particolare i risultati ottenuti con la galassia in esame. Il loro lavoro utilizza esclusivamente immagini dalla fotometria a $3.6 \mu\text{m}$ e consiste nell'elaborare dei modelli di massa e confrontarli con la letteratura, assumendo diversi rapporti massa-luminosità suggeriti dalle popolazioni stellari preponderanti nelle diverse galassie.

Un indicatore fondamentale per costruire un modello di massa galattico è la velocità della componente barionica determinata dalla fotometria delle immagini, con le considerazioni teoriche precedentemente illustrate. Altre componenti entrano in gioco per la costruzione del modello e variano sensibilmente i risultati ottenuti: appunto il tipo di popolazione che influisce sul rapporto $\frac{M}{L}$ della galassia, le approssimazioni o considerazioni di geometria e simmetria di sfericità, il modello teorico utilizzato per le diverse componenti galattiche o anche saper determinare e riconoscere quest'ultime in modo che siano esaustive per la spiegazione dei dati ottenuti.

Le varie galassie offrono la possibilità di studiare le caratteristiche delle stesse in base alla frazione di gas diffuso presente sulla massa totale barionica e del suo confronto con la componente stellare. Il gas utilizzato per la spettroscopia è l'idrogeno neutro e si è trovato che esiste una stretta relazione tra le sue distribuzioni spaziali e di massa, $\frac{M_{HI}}{R_{HI}}$, mentre è presente uno scatter intrinseco più marcato tra i rapporti $\frac{M_*}{M_{HI}}$ e $\frac{R_*}{R_{HI}}$, nei quali il primo termine fa riferimento alla componente stellare. Altri risultati descritti da Lelli sono il rapporto tra la frazione del gas presente nella galassia con la Luminosità della stessa o ancora la correlazione tra il tipo morfologico e la transizione fra galassie dominate dalla componente di gas a quella stellare. Infine hanno potuto osservare come cambi il rapporto $\frac{V_*}{V_{obs}}$ con la luminosità e la brillantezza superficiale galattiche. Lo studio delle curve di rotazione è fondamentale per costruire modelli di massa, per i dettagli si veda il capitolo dedicato.

La collezione delle 175 galassie include un vasto range morfologico e quindi una differenza di luminosità sensibile per le varie galassie, con una concentrazione maggiore di spirali e irregolari, ma contiene solamente tre lenticolari in quanto le *early-type* statisticamente non presentano un disco di HI molto denso ed è anche il motivo di interesse per la scelta della galassia in esame in questo elaborato. Lo studio propone galassie con una luminosità in banda 3.6 μm compresa tra $10^7 L_{\odot}$ e $10^{12} L_{\odot}$ in quanto rappresentano limiti morfologici per lo scopo dell'elaborato. Infatti il limite superiore rappresenta la luminosità caratteristica delle galassie ellittiche, povere di gas e quindi di traccianti cinetico, il limite inferiore invece appartiene agli sferoidi singoli. Tra i parametri raccolti da Lelli ci sono i seguenti rapporti: $\frac{R_{HI}}{R_{25}}$ e $\frac{R_{HI}}{R_{*}}$ in cui si intende per R_{25} il raggio dell'isofota corrispondente a 25 mag/arcsec^2 in banda B, R_{HI} è il raggio a cui la brillantezza superficiale corrisponde a $1 M_{\odot}/\text{pc}^2$ e $R_{*} = 3.2 R_{disk}$: quest'ultima definizione permette di confrontare galassie di diversa brillantezza superficiale centrale. Un disco che segue una legge puramente esponenziale, ovvero con $\mu(0) = 21.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$, ha un $R_{*} = R_{25}$ (Lelli et al. 2014). Una stima del valore medio di $\frac{R_{HI}}{R_{25}}$ per le *early type* è dato da 1.7 ± 0.7 per il campione in esame, in cui rientra la galassia specifica di questo elaborato, ovvero UGC02487.

In questo progetto SPARC le galassie sono suddivise in tre categorie dipendenti dalla distanza stimata delle stesse:

- Distanze accurate: si utilizzano supernove o Cefeidi per una stima molto accurata.
- Ursa Major: sono presenti 28 oggetti appartenenti a questo cluster, la cui distanza stimata ha un'incertezza dovuta alla profondità del cluster stesso.
- Legge di Hubble: 97 oggetti più lontani hanno una distanza determinata con la legge di recessione e corretta poi per velocità peculiari e la forte attrazione dell'ammasso della Vergine.

2.3 Profili di brillantezza superficiale

In questo capitolo centrale entrerò più nel dettaglio sul lavoro svolto da Lelli e colleghi e paragonerò il loro metodo di analisi delle immagini infrarosse con quello qui proposto, per un diverso approccio fotometrico nella decomposizione disco-bulge della galassia.

Per una sorgente luminosa si definisce una sua grandezza intrinseca, la brillantezza superficiale, come rapporto del flusso energetico ricevuto da tale oggetto e l'angolo solido sotto cui è visto, ottenendo appunto una proprietà che non dipende dalla distanza dell'astro dall'osservatore. Il cielo stesso ha una propria brillantezza superficiale, la quale va ad ostacolare la corretta fotometria, andando a sommarsi con quella dell'oggetto da analizzare. Si definisce quindi:

$$I = \frac{F}{\Omega} = \frac{L/4\pi d^2}{A/d^2} = \frac{L}{4\pi A} \quad (2.1)$$

Si osserva la dipendenza dalla luminosità e dell'area della sorgente e si misura in L_{\odot}/pc^2 , ragionando in termini di magnitudini, la definizione qui sopra è equivalente a $\mu = -2.5 \log I + \text{cost}$, che consente di esprimere la brillantezza in $\text{mag}/\text{arcsec}^2$. Si possono quindi definire delle curve che collegano tutti i punti in cui la brillantezza ha la stessa misura: si chiamano isofote e dal loro studio si ottengono le informazioni fotometriche di una galassia. Dalla definizione di brillantezza, con un'integrazione sul campo di vista dell'immagine punto per punto si può ottenere la luminosità totale irradiata dall'oggetto, inoltre un identikit significativo della galassia è sicuramente il suo profilo radiale di brillantezza superficiale, ovvero l'andamento di μ in funzione della distanza dal centro galattico. Si misura quindi la brillantezza superficiale lungo un asse arbitrario, solitamente l'asse maggiore galattico, tra il centro e il limite del campo dell'oggetto per una decomposizione monodimensionale, ovvero per una funzione della sola distanza dal centro. Dai grafici costruiti con lo studio dei profili di brillantezza si evince che a forme e approssimazioni geometriche diverse appartengono strutture galattiche diverse: un disco ha leggi di brillantezza caratteristiche differenti da quelle che descrivono un bulge. Empiricamente si sono creati quindi dei modelli, partendo dai corpi più semplici da studiare, per poi analizzare oggetti composti da molte più componenti e le differenze tra

tali modelli e le osservazioni sono indicative della presenza di anelli o barre o altre strutture non direttamente visibili e che possono incidere sulla classificazione morfologica.

Le decomposizioni fotometriche permettono quindi di derivare la distribuzione di luce delle diverse componenti di una galassia, semplicemente sommando algebricamente i contributi rispettivi delle brillanze superficiali per ottenere il profilo completo. Dopo anni di studi si sono trovate leggi empiriche per le descrizioni fotometriche delle diverse componenti, citerò brevemente tre formule che competono ad una descrizione della luminosità dei dischi e dei bulge galattici. La prima è stata introdotta da De Vaucouleurs (1948) e descrive il profilo radiale di galassie ellittiche e dei bulge delle galassie a disco, verrà quindi anche qui utilizzata per UGC02487; tale legge determina una curva nel piano $r - \mu$, ovvero la distanza radiale in ascissa, solitamente calcolata lungo il semiasse maggiore galattico e la brillantezza superficiale in ordinata, a causa della sua dipendenza da una potenza quarta di r . Analiticamente, per integrazione, si può calcolare qual è la distanza dal centro dell'isofota entro cui è contenuta la metà della luminosità totale galattica, tale misura viene chiamata *raggio efficace* e sarà un parametro della legge di de Vaucouleurs e permetterà di definire la corrispondente brillantezza efficace. La legge è così espressa:

$$I(r) = I_e 10^{-3.33 \left[(r/r_e)^{\frac{1}{4}} - 1 \right]} \quad (2.2)$$

Si notano i parametri sopra descritti e può essere convertita in termini di mag/arcsec². Integrando la brillantezza si ottiene la luminosità totale per lo sferoide, parametrizzata ancora una volta dal raggio efficace e dalla brillantezza efficace:

$$L_{tot} = 7.22 \pi r_e^2 I_e \quad (2.3)$$

Si generalizza il concetto con una legge più completa introdotta da Sérsic (1968) per descrivere ancora gli sferoidi di galassie aventi un disco. Essa utilizza un ulteriore parametro, non libero, ma costruito sui valori *efficaci*. Tale è definito $b_n \sim 2n - 0.324$ e permette di costruire la legge poi utilizzata da Lelli e in questo elaborato per la decomposizione fotometrica:

$$I(r) = I_e e^{-b_n \left[(r/r_e)^{\frac{1}{n}} - 1 \right]} \quad (2.4)$$

A cui corrisponde, sempre per integrazione, una luminosità data da:

$$L_{tot} = 2 \pi r_e^2 I_e e^{b_n} n \Gamma(2n) / b_n^{2n} \quad (2.5)$$

In questa formula $\Gamma(2n)$ è la Gamma completa, una funzione che rende nel continuo l'idea discreta del fattoriale di un numero (Abramowitz et al., 1965). Questa legge si ne esemplifica oltre al variare del valore del suo esponente, per esempio con $n=4$ si ritrova la sopra citata legge di de Vaucouleur. Infine per la decomposizione del disco galattico si utilizza la legge esponenziale di Freeman (1970), che introduce un diverso parametro h , un fattore di scala per cui, a tale distanza, la brillantezza centrale I_0 cala di un fattore e ; essa descrive una retta nel piano $r - \mu$. La corrispondente luminosità si trova come prima, per integrazione:

$$I(r) = I_0 e^{-r/h} \quad (2.6) \quad L_{tot} = 2\pi h^2 I_0 \quad (2.7)$$

Queste considerazioni permettono appunto, una volta ottenuta un'immagine, di decomporla nelle sue componenti fondamentali e ottenere delle misurazioni precise: lo scopo di questo elaborato ha come punto di partenza una costruzione di un profilo disco/bulge e nel prossimo paragrafo illustrerò come si può eseguire tale lavoro, per poi metterlo a confronto col metodo utilizzato da Lelli. Mostro di seguito un esempio di come siano ben visibili e distinti i due componenti galattici e come la loro composizione possa in molti casi essere esaustiva per giustificare i dati raccolti.

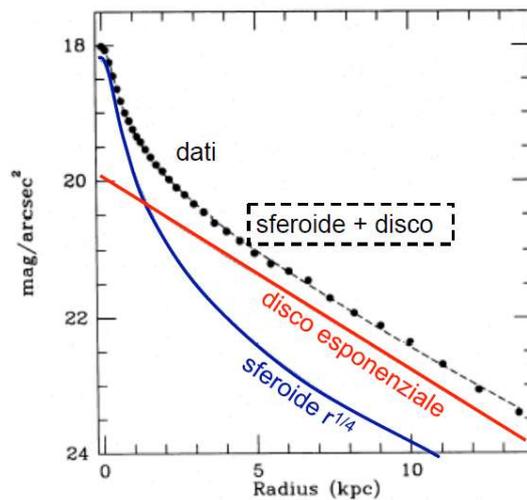


Figura 2.3: Esempio di decomposizione disco/bulge

Lelli e collaboratori hanno ottenuto i propri dati acquisendo le immagini di Spitzer ed elaborandole secondo un processo standard di riduzione in infrarosso con una calibrazione in *bias* e di *flat-field*, successivamente si sono ulteriormente pulite con delle apposite maschere, che hanno coperto le sorgenti più luminose nel campo di osservazione, le quali avrebbero interferito con la luminosità degli oggetti da osservare. Quest'ultimo è un passaggio fondamentale, in quanto in banda $3.6 \mu\text{m}$ le immagini contengono 10 volte più disturbi luminosi rispetto alla banda ottica. Le immagini così costruite sono poi elaborate da Archangel (Schombert, 2007), un software specifico di riduzione che rileva i dati considerando isofote di forma ellittica corrette per serie di Fourier e, considerando anche l'apporto del cielo in background, si ottiene un rapporto segnale/rumore del 3%. I profili di brillantezza superficiale sono costruiti monodimensionalmente mediando su entrambe le direzioni dell'asse maggiore ma, a grandi raggi, ovvero oltre il 90% della luminosità totale, l'alone galattico è un'importante fonte di disturbo e viene attribuito un valore medio arbitrario per tali distanze. Si sono quindi utilizzati i dati ottenuti per un confronto con la teoria di de Vaucouleur per il bulge e Freeman per il disco, in alcuni casi trovando una buona corrispondenza, altre volte una discrepanza che ha reso possibile determinare ulteriori componenti come anelli e barre. I dati verranno mostrati e confrontati nel prossimo paragrafo, dopo una descrizione del metodo qui utilizzato.

2.4 Decomposizione fotometrica 2D

Come preannunciato, ai fini di questo elaborato, verrà utilizzato un metodo di riduzione fotometrica in 2D, questo significa che si prende un'immagine e invece di considerare la brillantezza su un asse di riferimento in funzione della distanza dal centro, si considera ogni punto del file, identificato da una coppia di coordinate cartesiane, lavorando quindi con $I(x, y)$ piuttosto che il precedente $I(r)$. Questa metodologia permette di ottenere informazioni più dettagliate, come l'ellitticità del bulge e l'inclinazione del disco, oltre che l'angolo di posizione degli stessi che ne denota la triassialità. Un oggetto tridimensionale viene visto da noi in due dimensioni e con questa decomposizione si riesce a costruire un modello tridimensionale della geometria della galassia. L'assunzione della perfetta ellitticità delle isofote è presente anche in tutti i programmi di riduzione, ma allo stesso tempo viene misurata anche la discrepanza tra i dati e il modello con un'espansione in serie di Fourier. I parametri evidenziati dalla serie sono diversi: le isofote non hanno lo stesso angolo di posizione, ellitticità o forma e queste deviazioni e rotazioni dall'ideale denotano appunto la complessità di un oggetto tridimensionale. Di seguito una rappresentazione dei parametri utilizzati per una decomposizione sopra descritta.

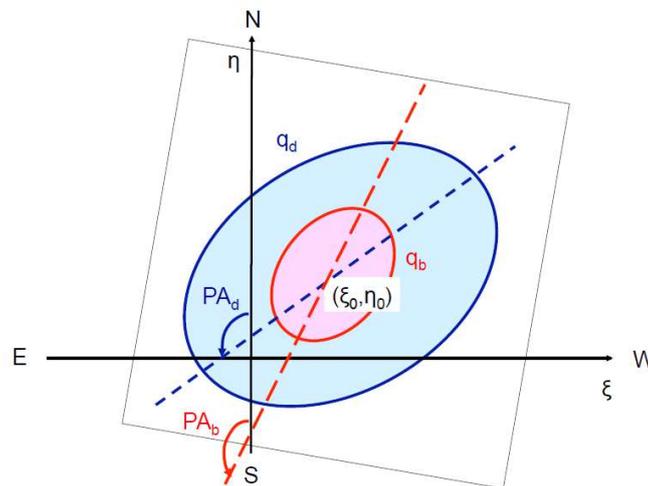


Figura 2.4: Rappresentazione dei parametri 2D

2.4.1 Riduzione delle immagini

Si può ora cominciare a lavorare sull'immagine scelta dall'archivio di Spitzer: essa non è una rappresentazione grezza, ma è già stata ridotta e calibrata per *flatfield* e *bias* e questo permette di partire direttamente con l'esecuzione dei programmi di interesse. Il programma di riferimento da utilizzare è IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*), un software distribuito per le piattaforme Linux appositamente per la riduzione di immagini da CCD. Ogni immagine salvata presenta un *header* con le informazioni principali riguardo alla stessa come il tempo di posa del telescopio, i fattori di conversione per il flusso ed i conteggi registrati, il disturbo del cielo, il *gain* del CCD, l'angolo di posizione PA e altri dati utili al nostro scopo.

Le prime operazioni da eseguire per la riduzione dell'immagine sono:

- Ruotare la stessa, per centrarla con gli assi coordinati: il programma da lanciare e descritto nel prossimo paragrafo lavora con parametri specifici e questo è uno di quelli.
- Ricalibrare l'immagine per ottenere il conteggio in fotoni o elettroni, dalle unità iniziali di flusso considerate.

Questa seconda operazione richiede di tenere in conto anche il tempo di esposizione e quindi il *gain*, i conteggi iniziali da ridurre sono espressi in MJ ed avremo un fattore di conversione così calcolato: $DN = \frac{DN}{s} * S_{time\ exp} = \frac{B_{unit}}{Flux\ Conv} * S_{time\ exp}$.

Alla procedura di riduzione dell'immagine di Spitzer ne è stata affiancata una simile per un'immagine SDSS (*Sloan Digital Sky Survey*), ovvero un progetto avviato grazie ad un telescopio da terra, con uno specchio principale di 2.5 m di diametro che lavora tra l'ultravioletto e l'infrarosso, nel nostro caso si è utilizzato il filtro *i* di lunghezza d'onda centrale 0.75 μm . Queste immagini sono facilmente reperibili online dagli archivi SDSS, da cui si possono attingere tutti i valori di riferimento per la calibrazione sopra citata; questo ulteriore confronto è stato preso in considerazione a causa appunto della facile reperibilità di tutte le informazioni per l'esecuzione della procedura e per il già testato successo dei programmi ancora da descrivere. L'unico difetto statistico riscontrato

nelle immagini SDSS è una sottostima del contributo del cielo, a cui si pone rimedio con una procedura descritta successivamente.

Prima di utilizzare un programma apposito di riduzione fotometrica, c'è bisogno di suddividere l'immagine in isofote, definendo una distanza di 1 pixel tra due consecutive. IRAF utilizza un comando che le crea perfettamente ellittiche, ma è inoltre capace di misurarne le differenze dalla forma ideale con un'analisi di Fourier. In coordinate polari centrate nel core galattico si ottiene il raggio dell'ellisse in questo modo:

$$R_{\text{ell}}(\phi) = a \sqrt{\frac{1 - e^2}{1 - e^2 \cos^2 \phi}} \quad (2.8)$$

In questa formula si riconoscono l'asse maggiore a dell'ellisse, l'angolo ϕ calcolato in senso antiorario dall'asse delle ascisse l'eccentricità e , definita grazie ai due semiassi:

$$e = \sqrt{1 - \frac{b^2}{a^2}} \quad (2.9)$$

La differenza tra un'ellisse perfetta così costruita e l'isofota misurata può appunto essere calcolata ed espansa in serie come combinazione di funzioni, come segue:

$$\delta(\phi) = A_0 + \sum_{n=1}^{\infty} A_n \cos(n\phi) + \sum_{n=1}^{\infty} B_n \sin(n\phi) \quad (2.10)$$

Con:

$$A_n = \frac{1}{\pi} \int_0^{2\pi} \delta(\phi) \cos(n\phi) d\phi, \quad B_n = \frac{1}{\pi} \int_0^{2\pi} \delta(\phi) \sin(n\phi) d\phi \quad (2.11)$$

I parametri trovati A_n e B_n descrivono deviazioni diverse: A_0 censisce i raggi isofotali, A_1 e B_1 misurano discrepanze tra i centri delle isofote e delle ellissi, A_2 è adibita all'ellitticità, B_2 rappresenta l'angolo di posizione, ad A_3 e B_3 spettano le deviazioni simmetriche

rispetto agli assi, come a B_4 rispetto al centro isofotale, infine A_4 identifica la *boxyness* o *diskness*; gli altri termini sono spesso trascurabili. Il comando di IRAF *ellipse* utilizza proprio questo metodo per minimizzare tali valori che identificano univocamente le singole isofote e lavora nel seguente modo: una volta ottenuta l'immagine finale della galassia, già calibrata nelle unità desiderate e ruotata per una corretta orientazione, si inserisce in input un centro approssimativo galattico e il programma restituisce ad ogni passo dell'iterazione un'isofota con le informazioni cercate, partendo dal punto indicato. Per essere più precisi circa la posizione del centro dell'immagine si esegue un *display* della stessa con parametri del comando da poter modificare a piacere: in pratica si regola la scala di conteggi in modo che sia più facile identificare sorgenti più luminose, così che con l'ulteriore comando *imexam* si chieda al programma di restituire i pixels selezionati; questi saranno salvati e ci serviranno per il programma GASP2D, descritto nel successivo capitolo.

L'immagine non sarà mai più pulita di com'è ora e sullo sfondo sono presenti molte sorgenti di disturbo, come stelle o addirittura altre galassie: una funzione fondamentale del comando *ellipse* permette di mascherare manualmente, con rettangoli grandi a piacere, i pixels che andrebbero ad ostacolare la corretta fotometria. Una volta tolte tutte le fonti di disturbo, si procede con la completa iterazione della ricerca isofotale; il comando terminerà restituendo due output: il primo è un'immagine della maschera creata, il secondo è una tabella contenete tutti i dati delle isofote trovate, come i parametri A_n e B_n , il PA di ognuna, l'intensità dei conteggi, la qualità del fit sull'immagine ecc..

A questo punto per l'immagine Sloan si implementa un'ulteriore procedura per la corretta stima del cielo: il comando *ellipse* viene fatto primariamente agire sull'immagine semi-calibrata, ovvero con ancora il contributo del cielo, successivamente il programma fornito *sky_intens.pro*, tramite il linguaggio di programmazione IDL (*Interactive Data Language*) che aiuterà nell'elaborazione dei dati da qui in avanti, richiede in input la tabella creata da *ellipse* per stimare i contributi di brillantezza trovati e restituisce un numero medio dei conteggi sull'intera immagine. Nel caso di questo elaborato l'immagine SDSS sottostimava il cielo di 1.5 DN.

Tramite il comando *bmodel* inoltre si può chiedere ad IRAF di costruire un modello di brillantezza superficiale partendo sempre dai dati della tabella con i dati isofotali e sottraendo questo dall'immagine iniziale si può valutare se effettivamente le

informazioni registrate sono corrette o se i residui sono eccessivi. In questo caso le possibilità sono molteplici: per esempio non si è mascherato correttamente l'immagine iniziale della galassia oppure esistono componenti galattiche che non sono state prese in considerazione dall'iterazione. Una volta che le operazioni eseguite sono soddisfacenti, nel direttorio di lavoro abbiamo bisogno di tre files prima di proseguire: l'immagine finale ruotata e calibrata della galassia, il file contenente la maschera con le sorgenti disturbanti ed infine la tabella con i dati delle isofote. Di seguito mostro qualche immagine descritta in questo paragrafo.



Figura 2.5: Immagine Spitzer calibrata, ruotata e centrata su UGC02487

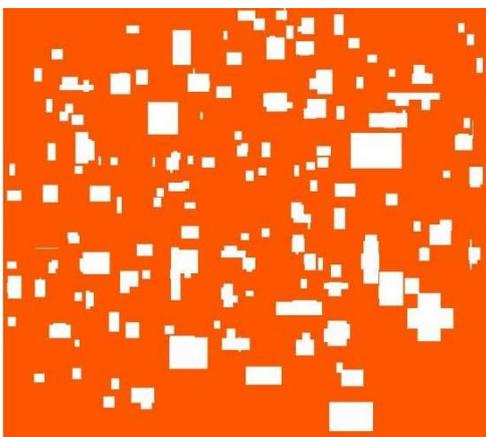


Figura 2.6: Maschera creata con ellipse



Figura 2.7: Immagine dei residui, ovvero la sottrazione del modello dalla figura 2.5

Un confronto con le immagini Sloan:

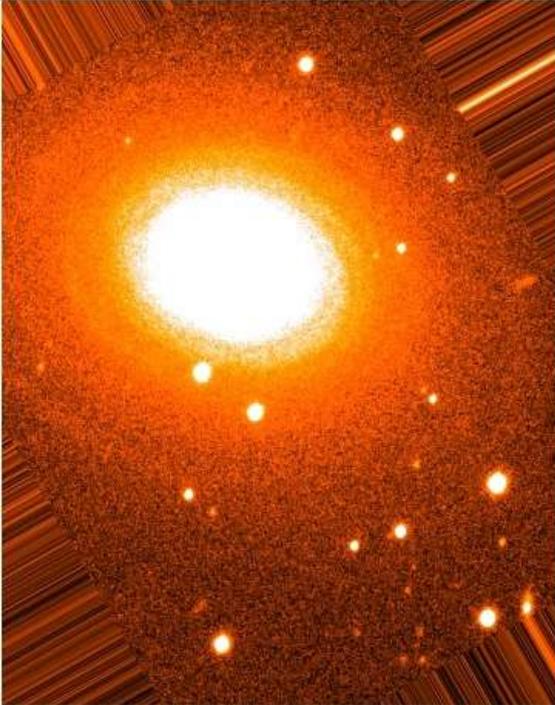


Figura 2.8: Immagine Sloan calibrata, ruotata e centrata su UGC02487

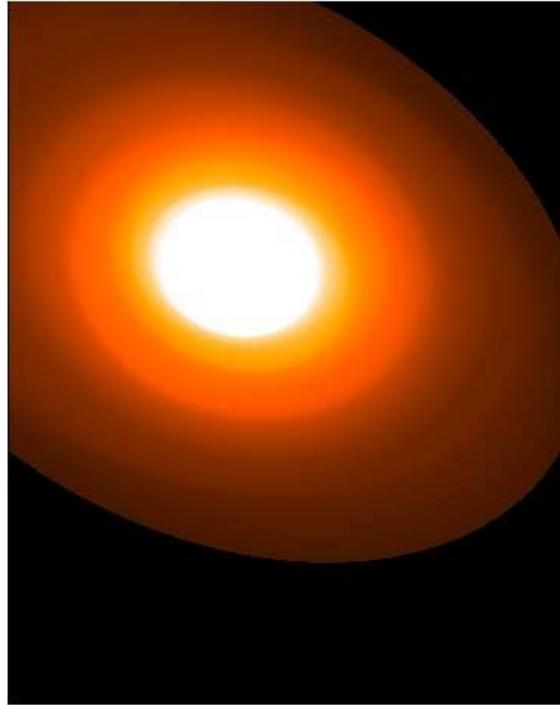


Figura 2.9: Modello fotometrico creato con il comando bmodel

Ora invece le immagini iniziali di archivio, ancora grezze e da calibrare:

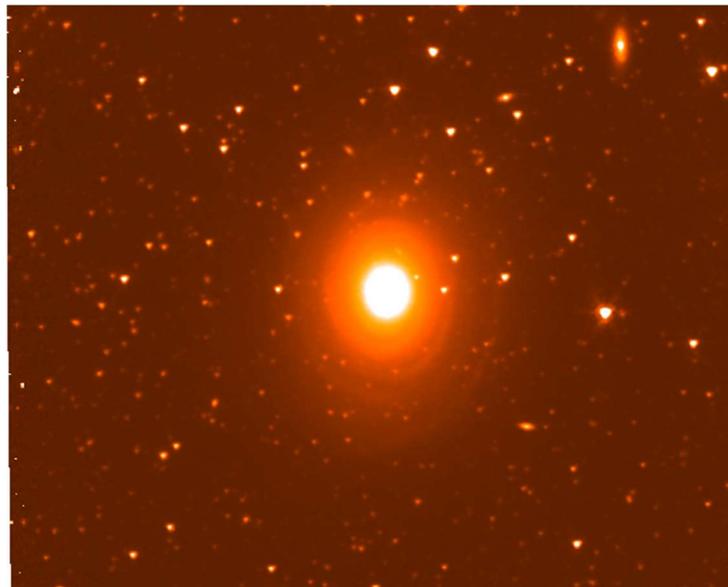


Figura 2.10: Immagine Spitzer d'archivio di UGC02487, 8.13 x 4.83 arcmin



Figura 2.11: Immagine Sloan di archivio, 13.65 x 13.65 arcmin di campo. UGC02487 è posta nell'angolo in alto a destra

2.4.2 GASP2D

Una volta ridotte le immagini grezze, si può far lavorare il software per ottenere i dati cercati. Il programma utilizzato è *Galaxy Surface Photometry 2 Dimensional Decomposition (GASP2D)* scritto in IDL da Mendèz-Abreu et al. (2014). L'algoritmo assume che la brillantezza superficiale di una galassia sia la somma di tre contributi, provenienti da bulge, disco ed una possibile barra. Tutti i componenti sono assunti avere isofote perfettamente ellittiche e concentriche, tali trovate nel paragrafo precedente; i parametri utilizzati nella definizione di brillantezza superficiale e nel calcolo sono quelli mostrati nella Figura 2.2:

- (ξ, η) sono la coppia di coordinate di ascissa ed ordinata, da cui il centro galattico (ξ_0, η_0) .
- q_b e q_d sono gli schiacciamenti di bulge e disco, ovvero i rapporti tra asse minore e asse maggiore delle isofote ellittiche.

- PA è l'angolo di posizione, ovvero il parametro che denota l'inclinazione dell'asse maggiore dell'isofota nel piano, calcolato in senso antiorario dalla direzione Nord, ovvero dall'asse delle ordinate η .

Per il disco si utilizza la legge esponenziale (2.6) con il parametro r_d ottenuto dalle coordinate descritte tramite una trasformazione geometrica come segue:

$$r_d = [(-(\xi - \xi_0) \sin PA_d + (\eta - \eta_0) \cos PA_d)^2 + ((\xi - \xi_0) \cos PA_d + (\eta - \eta_0) \sin PA_d)^2 / q_d^2]^{1/2} \quad (2.12)$$

Rispettivamente per il bulge si utilizza la legge di Sérsic (2.4) con il parametro r_b ricavato da una trasformazione simile alla precedente:

$$r_b = [(-(\xi - \xi_0) \sin PA_b + (\eta - \eta_0) \cos PA_b)^2 + ((\xi - \xi_0) \cos PA_b + (\eta - \eta_0) \sin PA_b)^2 / q_b^2]^{1/2} \quad (2.13)$$

Il software inizia la procedura interpolando un profilo di brillantezza sulle isofote trovate a grandi raggi, in cui domina un disco esponenziale e si stimano i primi valori di I_0 e del fattore di scala. Una volta trovato questo contributo, esso viene sottratto dal totale e alla rimanenza viene attribuito il profilo del bulge secondo la legge di Sérsic, fissando il valore di n che meglio rappresenti i dati. L'interpolazione più corretta fornisce i parametri mancanti per la costruzione del modello, soddisfacendo appunto le (2.4) e (2.6).

Il programma così riesce automaticamente a registrare per ogni pixel dell'immagine (ξ, η) la brillantezza superficiale $I_g(\xi, \eta)$ rilevata e la confronta con quella del modello sopra costruito come $I_m(\xi, \eta) = I_b(\xi, \eta) + I_d(\xi, \eta)$, in modo da minimizzare i quadrati, ovvero il χ^2 (Press et al. 1996): per fare ciò vengono considerati ulteriori parametri, quali il rumore strumentale RON e la brillantezza del cielo $I_s(\xi, \eta)$, come segue:

$$\chi^2 = \sum_{\xi=1}^N \sum_{\eta=1}^M \frac{[I_m(\xi, \eta) - I_g(\xi, \eta)]^2}{I_g(\xi, \eta) + I_s(\xi, \eta) + \text{RON}^2} \quad (2.14)$$

Costruite così le brillanze superficiali del modello, si ottengono le luminosità delle componenti con (2.5) e (2.7), considerando però anche lo schiacciamento apparente delle stesse e misurando un ipotetico raggio oltre cui non è più rilevabile o discriminabile la fonte luminosa, il raggio di break r_{break} e un fattore di scala corrispondente h_{out} ; si riesce ad ottenere una misura del rapporto di luminosità di bulge e disco:

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

Il programma è molto complesso e IDL necessita di tempo per poterlo elaborare: Gasp ha bisogno dei tre files già citati, in più lavora grazie ad una serie di parametri da poter impostare in un file di testo esterno: il *fitting_file*. Quest'ultimo permette a Gasp di leggere i dati specifici della galassia in esame, del CCD e di tutto quello che gli si vuole aggiungere per perfezionare l'output. Per esempio, ad un primo giro del programma si avranno certi risultati di alcuni parametri, questi possono costituire delle *guess* e servire da guida per una seconda esecuzione del programma, il quale restituirà dati più attendibili con errori più contenuti. Tramite il *fitting_file* si può decidere se eludere tali *guess* o se utilizzarle. Un altro importante parametro, che merita una spiegazione più dettagliata, è l'utilizzo di un'immagine PSF: nel caso non venga fornita al programma, esso stesso ne creerà una in automatico.

La PSF (*Point Spread Function*) è una funzione che descrive in che modo una sorgente è vista e registrata dal rilevatore, in quanto per cause come la turbolenza atmosferica o possibili effetti strumentali sistematici, la fonte luminosa assume una forma diversa da quella intrinseca. In pratica la *PSF* ($x - x'$; $y - y'$) descrive la probabilità che un fotone incida sul rilevatore in $P'(x'; y')$ ad una distanza PP' dal punto $P(x; y)$ in cui sarebbe caduto in assenza degli effetti sopra descritti. Tramite una convoluzione di tale funzione con la brillantezza superficiale intrinseca, si ottiene quella osservata dal rilevatore, è più utile ovviamente conoscendo quest'ultima ed inferendo la PSF trovarsi quella intrinseca.

Di seguito l'esemplificazione:

$$I_{oss}(x, y) = \int_{-\infty}^{+\infty} \int_{-\infty}^{+\infty} \text{PSF}(x - x', y - y') I_{intr}(x', y') dx' dy' \quad (2.16)$$

L'effetto generale prodotto dalla PSF è quello di smussare i profili di brillantezza superficiali nelle regioni centrali, in cui si ha un appiattimento degli stessi. Gasp prende in automatico la legge di Moffat (Moffat, 1969) per la descrizione della PSF di seguito enunciata, per una descrizione completa si rimanda all'articolo in bibliografia:

$$\text{PSF}(r) = \frac{\beta - 1}{\pi \alpha^2} \left(1 + \frac{r}{\alpha^2} \right)^{-\beta} \quad (2.17)$$

I parametri α e β sono legati alla forma della funzione e alla larghezza a mezza altezza della stessa. In particolare Gasp chiede di poter inserire nel *fitting_file* i valori di β e della funzione stessa: per fare ciò si utilizza il comando *imexam*, il quale in automatico restituisce entrambi i valori per il punto selezionato e ripetendo la procedura per qualche stella brillante presente nell'immagine, se ne fa la media e si registrano tali valori. In questo modo il programma crea un'immagine della PSF da poter convolvere con le sorgenti trovate, in alternativa si può fornire al programma direttamente un'immagine della PSF. Come ultima informazione di cui il programma necessita, si pone in un file di testo *images* il nome dell'immagine su cui eseguire la fotometria e le coordinate del centro galattico. Si può ora eseguire il programma, che restituisce un file di testo con le informazioni principali come le brillanze superficiali centrali e al raggio di scala di disco e bulge, che serviranno ad un secondo programma, il *profile.pro*, per la generazione di un risultato grafico. Il file così creato mostrerà il profilo di brillantezza superficiale, l'ellitticità delle isofote trovate e l'angolo di posizione delle stesse, ogni grafico con i relativi errori. In primo piano invece è presente l'immagine su cui il programma ha lavorato, un modello creato dalle isofote registrate dal programma *ellipse* e infine i residui. Il profilo di brillantezza superficiale distingue il contributo del bulge da quello del disco e tra i parametri del fitting file si è esclusa per questa specifica galassia la presenza di una barra. L'area grigia evidenzia l'errore associato alla misura, dove è preponderante significa che il

programma non è riuscito ad elaborare correttamente i dati, per cui si tengono come validi quelli precedenti. Di seguito il risultato ottenuto per l'immagine Spitzer e per la Sloan.

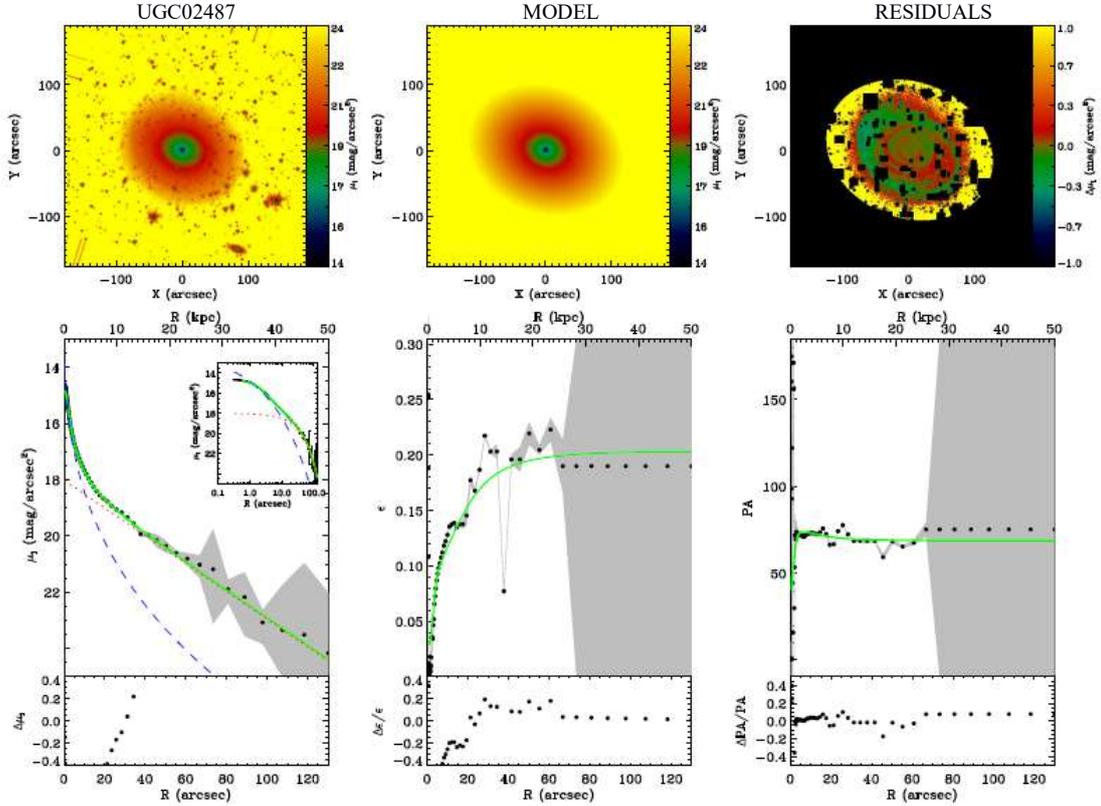


Figura 2.12: Risultato dell'elaborazione di Gasp2D per l'immagine di Spitzer. La linea tratteggiata in blu rappresenta il profilo di brillantezza superficiale del bulge secondo la legge di Sérsic, quello in rosso è relativo alla legge di Freeman sul disco esponenziale. La somma dei due contributi è riconosciuta nella linea verde, mentre i dati rilevati dalle misure sono i puntini neri. Si nota come il profilo di brillantezza misurato sia ben descritto dalle due leggi, ma vi è una grande incertezza a raggi superiori a 30 kpc dal centro galattico. Stessa cosa per l'ellitticità isofotale e l'angolo di posizione, la causa probabilmente dovuta ad una difficoltà di discriminazione nel distacco tra bulge e disco. In tutti e tre i casi le misure seguono nei limiti delle incertezze il modello, entro questo raggio di fiducia di 30 kpc.

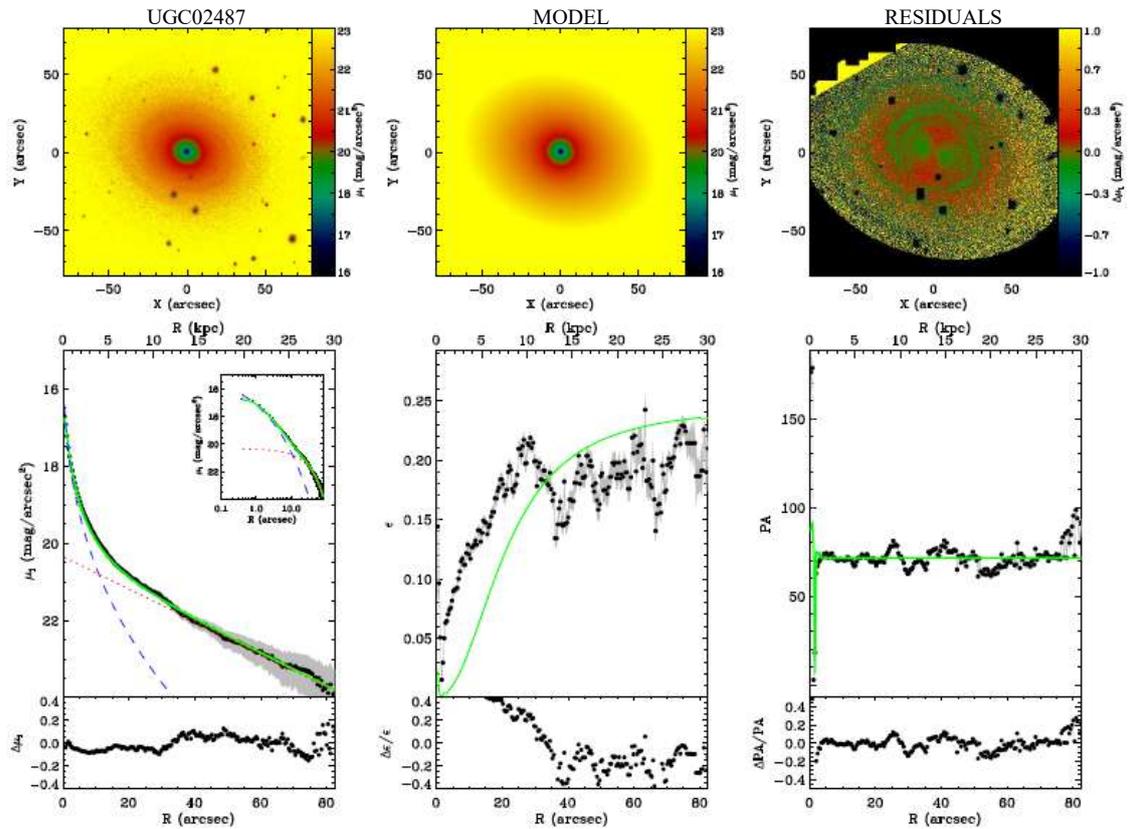


Figura 2.13: Risultato dell'elaborazione di Gasp2D per l'immagine SDSS. In questo caso tutti i grafici mostrano un'accuratezza simile a quella di Spitzer, con valori ultimi sul raggio di fiducia di 30 kpc. Nonostante si sia provato a modificare alcuni dati con i suggerimenti delle guess, si riscontra un'importante deviazione dal modello per quanto riguarda l'ellitticità isofotale del bulge, ovvero nelle regioni centrali. In questo caso la maschera creata è meno dettagliata rispetto a quella di Spitzer e presenta sbavature per difficoltà riscontrate nella rotazione dell'immagine: la galassia era al margine del frame scaricato dall'archivio, come si evince dalla Figura 2.11 e i pixels generati dal CCD difficilmente sono stati coperti da una maschera a quadretti.

L'analisi più dettagliata dei risultati ottenuti sarà esposta nella sezione 3.3, nel capitolo dedicato ad UGC02487.

Capitolo 3

UGC02487

3.1 Caratteristiche generali

Vado ora a considerare la galassia di riferimento, ovvero UGC02487: come già anticipato è identificata come lenticolare, ovvero S0 nella classificazione di Hubble o di tipo 0 nella classificazione di de Vaucouleurs.

Le seguenti raffigurazioni sono immagini della galassia rispettivamente in banda ottica, nel vicino infrarosso e un'ultima di nuovo in ottico: si può notare come serva la spettrofotometria per una corretta classificazione morfologica, in quanto a prima vista ci si può facilmente confondere pensando che la galassia in esame sia un'ellittica.

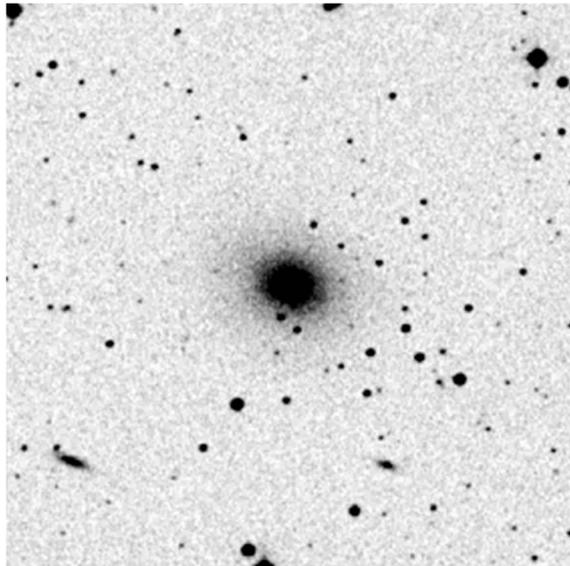


Figura 3.1: Immagine di UGC02487 in banda ottica a 645 nm, con un campo di 8.0x8.0 arcmin Figura tratta da ned.ipac.caltech.edu



Figura 3.2: Immagine si UGC02487 in banda infrarossa, tra $1.1 \mu\text{m}$ e $2.3 \mu\text{m}$, con un campo di 3.68×3.68 arcmin Figura tratta da ned.ipac.caltech.edu



Figura 3.3: Immagine di UGC02487 in banda ottica, con un campo di 7.8×7.8 arcmin. Figura tratta da stellarium-web.org

Ora vengono mostrate una serie di dati e tabelle riassuntivi, costruiti partendo dal catalogo NED², per inquadrare le informazioni essenziali riguardanti la galassia in esame. Ogni riferimento sul metodo con cui sono ottenuti i dati è presente online, si veda la sitografia di riferimento nelle note.

| Name | Classification | Redshift | RA | Declination |
|----------|----------------|-------------------|-----------------|----------------|
| UGC02487 | S0 (T=0) | 0.01649 ± 0.00002 | 03h 01m 42.369s | 35d 12m 20.68s |

Tabella 3.1: Dati specifici di classificazione della galassia UGC02487

| Type | Distance | Modulus |
|--------------|------------------|------------------------|
| Local Group | 75.36 ± 5.28 Mpc | m-M = 34.39 ± 0.15 mag |
| Virgo Infall | 74.36 ± 5.21 Mpc | m-M = 34.36 ± 0.15 mag |

Tabella 3.2: Distanza e modulo di distanza di UGC02487 dall'osservatore

| Bandpass | Central Wavelength | Extincion A(λ) |
|-----------|--------------------|--------------------------|
| Landolt U | 0.35 μ m | 0.785 mag |
| Landolt B | 0.43 μ m | 0.657 mag |
| Landolt V | 0.54 μ m | 0.496 mag |
| Ukirt K | 2.19 μ m | 0.055 mag |
| Ukirt L | 3.78 μ m | 0.028 mag |

Tabella 3.3: Assorbimento galattico nelle principali bande, compresa quella di interesse Spitzer

² Ogni informazione sulla galassia in esame è consultabile su <https://ned.ipac.caltech.edu/>

3.2 Curva di rotazione da spettroscopia

Un confronto diretto con i valori spettroscopici si può ottenere grazie ad uno studio in banda radio condotto su HI (Struve et al. 2010) grazie al sistema di telescopi Westerbork Synthesis Radio Telescope (WSRT)³. Il gas è contenuto in un disco molto esteso ($D_{\text{HI}} = 160$ kpc) di bassa densità superficiale, un limite che preclude la possibilità di formazione stellare: è inferiore a $2 \frac{M_{\odot}}{pc^2}$. Tale disco di gas contribuisce per un 1% nella massa totale, ma essendo così esteso è considerato un buon tracciante per la curva di rotazione. Questa si mostra regolare per raggi inferiori a 65 kpc, oltre invece sono evidenti segni di disturbo dovuti a molteplici possibili cause: interazioni con compagni massivi vicini di UGC02487 causano contemporaneamente moti non circolari del gas in rotazione ed inoltre modificano la distribuzione di densità dello stesso. La curva si attesta sui 340 km/s , con uno sbalzo di circa 50 km/s per le cause sopracitate. Per le considerazioni sul modello di massa da loro utilizzato, sulla formazione di HI e tutti i dettagli dello studio, si rimanda all'articolo, di seguito mostro solamente i dati osservati dalle curve di rotazione e per le considerazioni teoriche di riferimento si veda la sezione 1.3. I risultati ci confermano che i modelli teorici non siano esaustivi per la comprensione e spiegazione dei valori osservati e, come mostra la Figura 3.5, si deve ricorrere all'idea di un alone galattico di materia non barionica per compensare questa mancanza. Struve ha costruito diversi modelli di massa in base alla considerazione di diversi parametri, quello che interessa per questo elaborato è mostrato appunto con la Figura 3.5 determinata dalla costanza del rapporto M/L.

³ WSRT: per ulteriori informazioni consultare <https://www.astron.nl/>

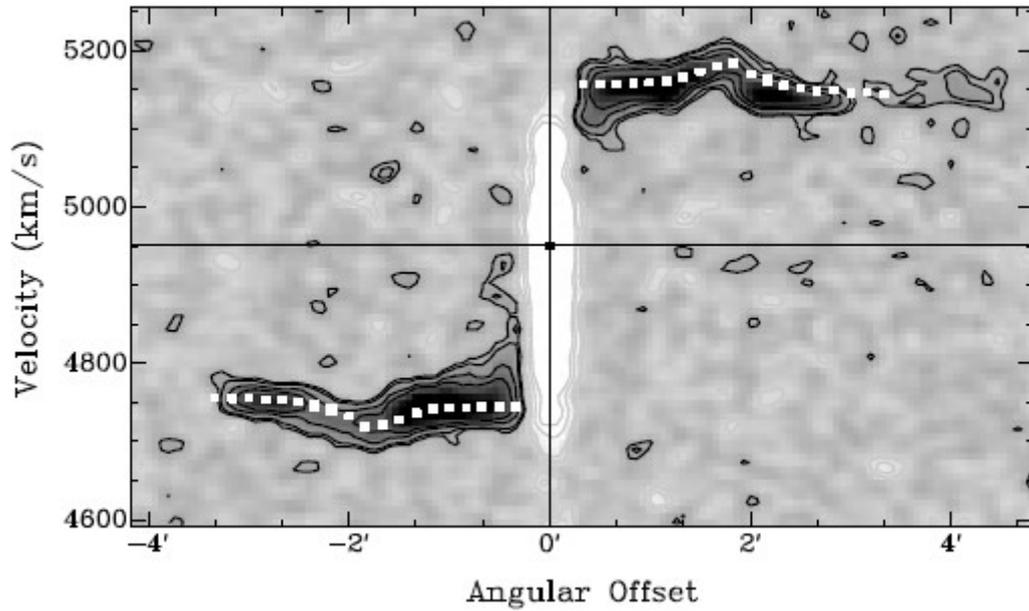


Figura 3.4: Curva di rotazione di UGC02487 calcolata sull'asse maggiore galattico. È considerata anche la velocità di recessione galattica. Immagine presa da Struve et al. (2010)

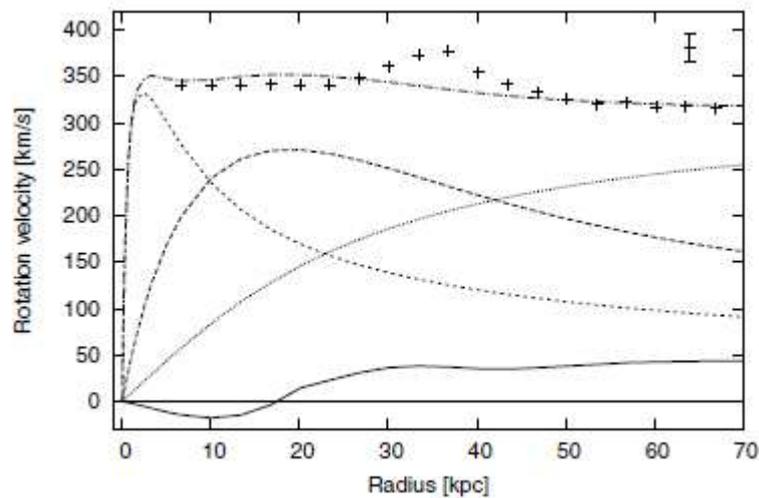


Figura 3.5: Modello di massa di UGC02487. La linea bassa continua rappresenta la componente di gas, si distinguono bulge e disco con le linee tratteggiate, mentre la linea che segue i valori osservati è la somma di tutti i modelli in gioco, creata con l'aggiunta di un alone di materia non barionica, qui mostrato come una mezza parabola. Tra i 30 e i 40 kpc si nota un'ulteriore discrepanza con le osservazioni, considerata nella sezione 3.2

3.3 Analisi dei dati

Prima di poter procedere mostro in questa sezione i dati di partenza d'archivio Spitzer per UGC02487 ed invece quelli da me ottenuti da decomposizione fotometrica, così da poter eseguire un confronto sui profili di brillantezza superficiale. I valori principali ricavati dagli archivi per la galassia in esame sono riassunti nella tabella seguente, per i dettagli si rimanda alla sitografia. ⁴

| Explanation | Units | Value |
|---------------------------------|--------------------------|-------------|
| Mass-to-Light Ratio B/D | / | 1.40 ± 0.06 |
| Total Luminosity | 10 ⁽⁹⁾ SolLum | 490.0 ± 4.1 |
| Bulge Luminosity | 10 ⁽⁹⁾ SolLum | 106.2 ± 9.6 |
| Effective Radius | kpc | 9.63 |
| Effective Surface Brightness | SolLum/pc ⁽²⁾ | 662 ± 47 |
| Disk Scale Length | kpc | 7.89 |
| Disk Central Surface Brightness | SolLum/pc ⁽²⁾ | 1300 ± 54 |

Tabella 3.4: Risultati principali d'archivio della fotometria eseguita sulle immagini Spitzer (Lelli et al. 2016)

La Figura 2.12 fa riferimento ai dati personali, raggruppati nella tabella seguente:

| Explanation | Units | Value |
|---------------------------------|--------------------------|--------|
| Total Luminosity | 10 ⁽⁹⁾ SolLum | 222.25 |
| Bulge Luminosity | 10 ⁽⁹⁾ SolLum | 81.17 |
| Disk Luminosity | 10 ⁽⁹⁾ SolLum | 141.08 |
| Effective Radius | kpc | 2.50 |
| Disk Scale Length | kpc | 7.37 |
| Disk Central Surface Brightness | SolLum/pc ⁽²⁾ | 521.35 |
| Effective Surface Brightness | SolLum/pc ⁽²⁾ | 640.42 |
| Bulge Total Magnitude | Mag | -24.63 |
| Disk Total Magnitude | Mag | -24.03 |
| Total Photometric Magnitude | Mag | -25.13 |
| χ ² test | \ | 1.62 |

Tabella 3.5: Risultati dell'elaborazione della tabella generata da ellipse, da parte di Gasp2D, nella banda di Spitzer

⁴ Tutte le informazioni riguardanti l'elaborazione di Lelli et al. delle immagini di Spitzer sono consultabili al sito <http://astroweb.cwru.edu/SPARC/>

Per quanto riguarda i dati SDSS l'elaborazione fornisce i seguenti risultati, da cui poi la costruzione della Figura 2.13:

| Explanation | Units | Value |
|---------------------------------|------------------------|--------|
| Total Luminosity | 10^9 SolLum | 114.20 |
| Bulge Luminosity | 10^9 SolLum | 41.22 |
| Disk Luminosity | 10^9 SolLum | 72.98 |
| Effective Radius | kpc | 2.64 |
| Disk Scale Length | kpc | 8.63 |
| Disk Central Surface Brightness | SolLum/pc ² | 208.32 |
| Bulge Scale Surface Brightness | SolLum/pc ² | 259.95 |
| Bulge Total Magnitude | Mag | -21.97 |
| Disk Total Magnitude | Mag | -22.59 |
| Total Photometric Magnitude | Mag | -23.07 |
| χ^2 test | \ | 1.08 |

Tabella 3.6: Risultati dell'elaborazione della tabella generata da ellipse, da parte di Gasp2D, nella banda di lavoro Sloan

Si possono confrontare i dati nella stessa banda, ovvero quelli di Spitzer: innanzitutto da Lelli è assunto un valore medio di rapporto M/L, si vedrà nel prossimo capitolo come questo possa influire sul modello di massa. Si faranno tre considerazioni dei valori da utilizzare, mentre appunto il valore medio di riferimento è considerato da studi sulle popolazioni che abitano galassie di questo tipo morfologico. La seconda considerazione è sull'andamento generale dei valori ottenuti per questo elaborato, considerevolmente più bassi rispetto a quelli ottenuti da Lelli: gli unici due confrontabili sono la brillantezza superficiale al raggio effettivo e la luminosità totale del disco. Questi risultati non devono spaventare: possibili valori diversi della scala utilizzata o considerazioni su M/L serviranno per avere un range considerevolmente accettabile di confronto e si noterà come i dati finali saranno simili, nei limiti delle incertezze di questi parametri. Entrambe le tabelle inoltre registrano un alto valore della componente fotometrica del disco, indice che conferma la morfologia della galassia. Tale valore risulta più contenuto rispetto al bulge per l'immagine SDSS, indice di una diversa distribuzione di luminosità che può dare suggerimenti sui tipi di popolazione presenti e la loro ubicazione, il tutto per un'ulteriore ricerca e conferma di un corretto M/L per la costruzione di un modello di massa.

La contingenza dei dati ottenuti è verificata dal test del χ^2 (Baldi, 1998) illustrato nella sezione 2.4.2: esso ci permette di decidere se una statistica su misure ottenute può essere accettabile o se è da scartare. L'ipotesi nulla è un'affermazione sulla distribuzione di variabili aleatorie ed ci attesta il valore atteso di tali misure, un risultato fuori range di tale test ci dice che possiamo scartare l'ipotesi, in quanto i dati osservati si discostano considerevolmente da quelli attesi: per fare ciò si confronta il valore ottenuto con le tavole già costruite in base ai gradi di libertà e al grado di confidenza che vogliamo ritenere valido, ovvero le parti esterne di una distribuzione di probabilità. I valori ottenuti per questo elaborato si aggirano sull'unità e dunque confermano la bontà del modello fotometrico utilizzato.

I dati successivamente ricalibrati in unità di misura di $\text{mag}/\text{arcsec}^2$ ⁵ hanno permesso a Lelli di costruire il grafico seguente, da poter confrontare con quello elaborato da Gasp2D, in Figura 2.12:

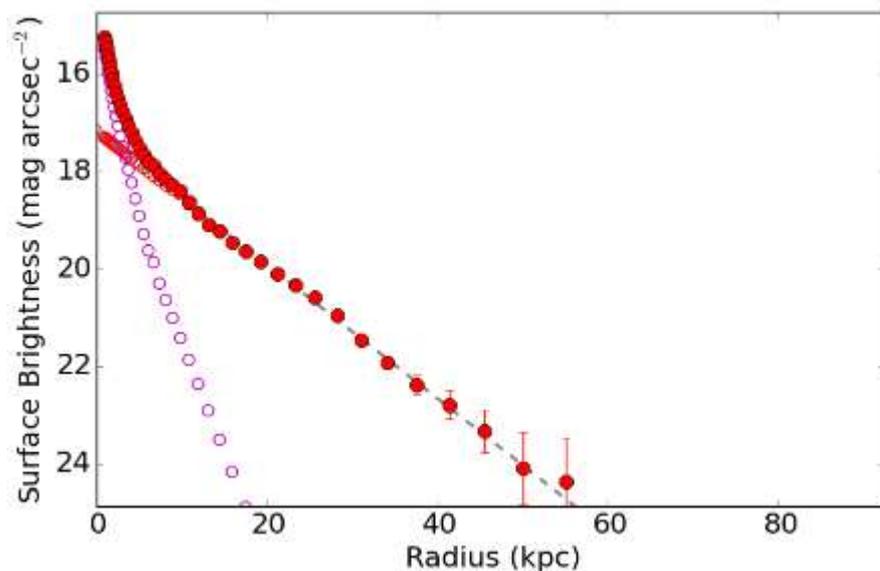


Figura 3.6: Profilo di brillantezza superficiale di UGC02487 ottenuto dalla fotometria di Lelli et al. Le misure sono confrontabili con la Figura 2.12: per il disco otteniamo un valore a R_0 di $17.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ a fronte dei $18.0 \text{ mag arcsec}^{-2}$ dei dati personali, per il bulge un $15.0 \text{ mag arcsec}^{-2}$ a fronte dei $14.3 \text{ mag arcsec}^{-2}$ dei dati personali. In entrambi i casi i profili seguono il modello entro le rispettive incertezze entro i 60-70 kpc dal centro

⁵ Le formule necessarie sono reperibili in un manuale di fisica e astronomia, quelle utili all'elaborato sono sintetizzate in <http://www.astro.unipd.it/pizzella/pub/formule.html>

Capitolo 4

Modello di massa

4.1 Curva di rotazione da fotometria

Lo scopo dell'elaborato è la costruzione di un modello di massa, significa comporre una curva di rotazione esplicitando i vari contributi barionici. Nel nostro caso la galassia è composta da un bulge, da un disco e da una frazione non indifferente di idrogeno neutro HI: la somma delle componenti sarà confrontata con i valori osservati per la curva di rotazione costruita da spettroscopia. Il potenziale gravitazionale può essere tracciato a lunghe distanze grazie alla componente di gas, anche in zone in cui viene meno la componente stellare. Lo scopo dell'articolo di Lelli è inferire il rapporto tra la velocità dovuta alla componente barionica e quella osservata, in base alla diversa scelta di valori possibili di $\frac{M}{L}$.

In questo elaborato saranno presentati i metodi per ricavare le componenti di velocità dovute al bulge e al disco, mentre per il gas sono stati presi gli stessi dati di Lelli, in quanto la scelta di una fotometria 1D o 2D non influisce su questa componente. La V_{gas} è determinata con l'utilizzo della risoluzione di Casertano (1983) delle formule di Poisson per un disco di spessore finito, con arbitraria distribuzione di densità. La massa totale del disco sarà assunta superiore a quella della sola componente di HI, il fattore è dovuto all'He non trascurabile: $M_{disk} = 1.33 M_{HI}$. Saranno invece trascurabili i contributi di altre molecole presenti in quantità minore o già compresi all'interno delle assunzioni fatte su $Y_* = \frac{M_*}{L_*}$.

Lo sviluppo delle equazioni porta a due leggi esponenziali per descrivere una $L(r, z)$ e $\rho(r, z)$, ovvero luminosità e densità di massa del disco in funzione della distanza dal centro e di un fattore che descrive una distribuzione verticale dello spessore. Da queste considerazioni iniziali si ricava la velocità del gas in funzione del raggio, per i dettagli si rimanda all'articolo, in questo elaborato vengono presi i valori dati per buoni. Una volta

determinate le velocità dovute alla componente stellare del disco e del bulge come mostrato nelle prossime sezioni, si ottiene la velocità totale barionica con una somma in quadratura delle precedenti, ognuna pesata dal proprio rapporto Y_* , come mostrato dalla formula seguente:

$$V_{\text{bar}} = \sqrt{|V_{\text{gas}}|V_{\text{gas}} + \Upsilon_{\text{disk}}|V_{\text{disk}}|V_{\text{disk}} + \Upsilon_{\text{bul}}|V_{\text{bul}}|V_{\text{bul}}} \quad (4.1)$$

4.1.1 Il contributo del bulge

Storicamente, in prima approssimazione, molti lavori di decomposizione eseguiti sugli sferoidi galattici assumono che questi ultimi siano corpi a simmetria sferica e seguano ciecamente un profilo di luminosità determinato dalla legge di De Vaucouleurs, in realtà ovviamente la situazione è più complessa e si possono ottenere modelli più dettagliati dalle considerazioni seguenti. Si consideri un generico sferoide tridimensionale, con l'unico piano di simmetria (x, y) corrispondente al piano del disco galattico: il metodo di deproiezione della triassialità per ottenere una brillantezza superficiale bidimensionale è descritto da Stark (1977). Si definiscono quindi una brillantezza superficiale tridimensionale nel modo seguente: $\rho(m) = \rho(x, y, z)$, con $m = \sqrt{x^2 + y^2 + (z/q)^2}$ in cui la q identifica il rapporto assiale intrinseco del bulge. Con un cambio di coordinate si ottiene un asse lungo la linea di vista, uno coincide con l'asse minore galattico e il terzo è perpendicolare ad entrambi, si riesce così a determinare la brillantezza sul piano del cielo come segue:

$$I(\kappa, \xi) = \int_{\zeta=-\infty}^{\infty} \rho(\zeta, \kappa, \xi) d\zeta \quad (4.2)$$

Tenendo conto dell'ellitticità del bulge e di come questa è legata a q , di come viene espressa m in funzione delle nuove coordinate ed invertendo l'integrale di Abel (Binney & Tremaine, 1987), otteniamo un'equazione che esprime $\rho(m)$ in funzione della derivata prima della brillantezza superficiale ad un certo raggio dal centro. In formula:

$$\rho(m) = -\frac{1}{\pi} \sqrt{\sin^2 i + \frac{1}{q^2} \cos^2 i} \int_m^{\infty} \frac{dI}{d\kappa} \frac{d\kappa}{\sqrt{\kappa^2 - m^2}} \quad (4.3)$$

L'angolo i esprime l'inclinazione tra gli assi z e ζ , quest'ultimo giace sulla linea di vista. La derivata citata poco fa la si può calcolare dall'espressione della legge di Sérsic e da qui, con calcoli rimandati alla lettura di Binney e Tremaine (1987), si ottiene l'integrale finale che esprime la velocità attribuita al contributo del bulge per la curva di rotazione:

$$V_b^2(r) = c \int_{m=0}^r \left[\int_{\kappa=m}^{\infty} \frac{e^{-(\kappa/r_0)^{1/n}} (\kappa/r_0)^{1/n-1}}{\sqrt{\kappa^2 - m^2}} d\kappa \right] \times \frac{m^2}{\sqrt{r^2 - m^2 e^2}} dm, \quad (4.4)$$

$$c = \frac{4Gq\Upsilon I_0}{r_0 n} \sqrt{\sin^2 i + \frac{1}{q^2} \cos^2 i}. \quad (4.5)$$

In queste formule k è la prima variabile di integrazione che esprime la distanza dal centro, r_0 è il fattore di scala della legge di Sérsic, n rappresenta sempre un parametro di tale legge, e è l'eccentricità del bulge, G la costante di gravitazione universale ed infine Υ il rapporto M/L dello sferoide. A livello computazionale l'integrale si riduce ad una sommatoria, scegliendo piccolo a piacere il passo dm ed il limite superiore dell'integrale in modo da rendere trascurabili i successivi passi addizionabili.

4.1.2 Il contributo del disco

Un disco galattico sottile può essere approssimato con la geometria di uno sferoide infinitamente appiattito (Granados, 2019), partendo dallo studio del potenziale gravitazionale. La distribuzione di massa obbedisce in prima approssimazione alle leggi di Newton, espresse nella forma differenziale di Poisson:

$$\nabla^2 \Phi(\mathbf{x}) = 4\pi G \rho(\mathbf{x}). \quad (4.6)$$

In questa formula il potenziale gravitazionale ϕ dipende dalla densità di massa ρ . La soluzione di tale equazione dipende dunque dalla conoscenza di tale densità, la quale non

prescinde dalla geometria dell'oggetto in esame. Si consideri un ellissoide tridimensionale oblatto, la cui forma è descritta dall'equazione seguente nel piano:

$$\frac{x^2}{a^2} + \frac{y^2}{a^2} + \frac{z^2}{c^2} = \frac{R^2}{a^2} + \frac{z^2}{c^2} = 1, \quad (4.7)$$

Il disco galattico con la propria distribuzione di massa sono descritti da contributi di spessori dz che attraversano il piano equatoriale: le proiezioni su tale piano permettono di definire una densità di massa superficiale Σ . In riferimento alla figura seguente (Figura 4.1) partendo da queste considerazioni si giunge alla definizione di $\Sigma_0 = 2\rho qa$ come densità di massa superficiale centrale, considerando una densità omogenea ρ ed infine ad una distribuzione di densità come segue:

$$\Sigma(R) = \int_R^\infty da \frac{\Sigma_0(a)}{\sqrt{a^2 - R^2}} \quad (4.8)$$

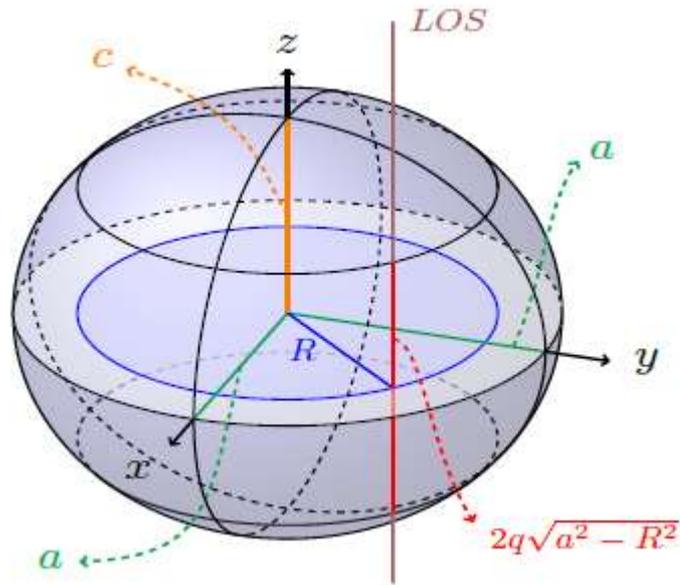


Figura 4.1: Geometria dell'ellissoide oblatto galattico. La linea di vista (LOS) è perpendicolare al piano equatoriale e stanziata ad una distanza di $2q\sqrt{a^2 - R^2}$ dal centro galattico. Figura tratta da Granados (2019)

Per un disco sottile con approssimazione di M/L costante, si sfruttano le equazioni a simmetria cilindrica di Bessel, per ottenere le formule di seguito:

$$\Sigma_d(R) = \Sigma_0 \exp(-R/h_r), \quad (4.9)$$

$$\Phi(R, 0) = -4G \int_0^\infty \frac{da}{\sqrt{R^2 - a^2}} \frac{d}{da} \int_a^\infty \frac{R' \Sigma(R') dR'}{\sqrt{R'^2 - a^2}} \quad (4.10)$$

La (4.9) è conosciuta come legge esponenziale e di fatti è simile alla Freeman (2.6) ed infine sostituendola nella (4.10) si ottiene la forma finale del potenziale cui è sottoposto il disco sottile in esame, a cui segue l'obiettivo di queste considerazioni: la velocità circolare di un oggetto posto a distanza R dal centro galattico, ovvero:

$$V_c(R) = \sqrt{4\pi G \Sigma_0 h_r y^2 (I_0(y)K_0(y) - I_1(y)K_1(y))}, \quad (4.11)$$

Le I e K sono funzioni modificate di Bessel, definite come armoniche cilindriche, nonché risolventi di particolari equazioni differenziali lineari omogenee del secondo ordine (Abramowitz e Stegun, 1965). Da tali considerazioni segue inoltre una formula semplice per la conoscenza della massa totale attribuita al disco galattico, anche in questo caso simile alla precedente (2.7):

$$M_d = 2\pi h_r^2 \Sigma_0 \quad (4.12)$$

Anche in questo caso a livello computazionale si tratta di implementare un array con le singole velocità trovate per ogni raggio, da sommare in quadratura con quelle delle altre componenti come esemplificato dalla (4.1). Nella prossima sezione i risultati e il confronto con Lelli.

4.2 Modello di massa barionica

Si sono trovate tutte e tre le componenti considerate della velocità, non rimane che comporle insieme. L'elaborato vuole mostrare la discrepanza, ammesso che ci sia, tra i dati osservati dalla spettroscopia e quelli attribuiti alla massa barionica, per questo evidenziare il modello di massa tramite una curva di rotazione è il metodo più utile anziché inferirne la massa finale, dato che direbbe poco ai fini di possibili confronti. Come sarà mostrato di seguito, i risultati subiscono variazioni non indifferenti in base al dato meno certo in esame, ovvero il rapporto M/L delle singole componenti. Lelli, nel proprio articolo, comprende anche una trattazione di tali possibili valori, su studi precedenti delle popolazioni stellari. Le curve di rotazione forniscono inoltre ulteriori considerazioni: si hanno il limite superiore ed inferiore di massa galattica rispettivamente da modelli di massa sferici, approssimazioni delle *early-type* e da modelli per i dischi galattici. Consideriamo galassie a spirale, di seguito le espressioni per i due modelli:

$$V^2(r) = \frac{4\pi G}{r} \int_0^r \rho(r)r^2 dr \quad (4.13) ; \quad M(r) = \frac{2}{G\pi} V^2(r) r \quad (4.14)$$

La distinzione dei vari modelli non è un espediente trascurabile poiché integrando completamente una distribuzione di massa sferica si ottiene un valore del 40% superiore rispetto a quello ricavato dalla stessa curva di rotazione per un *disk-model* (Rubin et al. 1978). I dati evidenziano in genere una $\frac{dM}{dr}$ maggiore nel caso delle *early-type*, inoltre si registra un sistematico appiattimento della curva di rotazione oltre un raggio proprio per ogni galassia a disco considerata, come si può osservare anche nel caso specifico di questo testo (Figura 4.2). Questo appiattimento causa un'unica proporzionalità tra la massa integrata entro un raggio definito e tale distanza dal centro galattico, ma questi valori di massa e velocità non sono spiegabili con la sola componente barionica, né con un unico modello di studio di M/L; si è introdotta la questione nella sezione 1.1.

Lelli presenta due modelli di studio delle popolazioni stellari per un corretto valore di M/L nella banda infrarossa, il DMS (*Disk Mass Survey*) (Bershady et al. 2010a) e

BTFR (McGaugh & Schombert, 2015), i quali concernono risultati finali diversi, ma nell'infrarosso entrambi suggeriscono un valore costante. Viene definita la frazione di gas galattico come il rapporto tra la massa di gas e quella totale barionica, questo valore correla con la luminosità totale della galassia e per specifici tipi morfologici un valore troppo basso di M/L rende non comprensibile la presenza di barre e spirali. Ciò porta a concludere un valore probabile di M/L che si attesta su 0.5, come suggerito dal modello BTFR, attribuito al disco, mentre è 0.7 riferito al bulge, sempre in riferimento ai dati di Spitzer per la banda 3.6 μm . Da questi studi è evidente come tale valore possa spiegare solo in parte la curva di rotazione, ma a lunghi raggi è comunque richiesta più massa di quella barionica (Swaters et al. 2014): le componenti galattiche in evidenza dalla fotometria trovano spiegazione con i valori citati, ma sembra necessario introdurre il concetto di materia oscura per spiegare le evidenze empiriche. In altri tipi morfologici invece il comportamento è opposto: le LSB (*Low Surface Brightness*) trovano spiegazione nella propria curva di rotazione con un valore di M/L pari a 0.5 a lunghi raggi, ma nelle regioni centrali si richiede un ulteriore contributo. Infine un valore superiore a 0.8 è da escludere, poiché implicherebbe per le HSB (*High Surface Brightness*) un contributo barionico superiore alle evidenze fotometriche. Con queste premesse Lelli porta a considerare un valore medio di M/L pari a 0.5, con un rapporto di $\frac{Y_B}{Y_D} = 1.4$ per ottenere una fotometria che porta al modello di massa espresso nella figura seguente (Figura 4.2). Viene infine introdotto il concetto di massimalità barionica, espresso dal parametro $\frac{V_{bar}}{V_{obs}}$: più questo valore tende ad 1 e più la curva di rotazione è dovuta alle componenti determinabili e visibili da fotometri. Per un disco puramente esponenziale il picco di tale valore si ottiene ad un raggio pari a $R_{bar} = 2.2 R_{disk}$ (Martinsson et al. 2013), quest'ultimo definito storicamente dalla relazione $R_{25} = 3.2 R_{disk}$. R_{bar} in generale è indipendente da M/L per le galassie in cui la componente maggiore della velocità barionica è dovuta al contributo del gas, mentre può variare sensibilmente per gli oggetti in cui $V_{bar} \sim V_*$; per questo motivo per differenti galassie il valore di R_{bar} può ricadere dopo o prima degli altri valori considerati. Il valore più comune di $\frac{V_{bar}}{V_{obs}}$ si attesta su 0.85 nell'intero lavoro di Lelli, mentre per UGC02487 è di 0.56, con le considerazioni già attuate sul valore di M/L. Di seguito i modelli di massa ottenuti da Lelli e con i dati

autonomi per questo elaborato: si è voluto differenziare il modello modificando i valori di M/L.

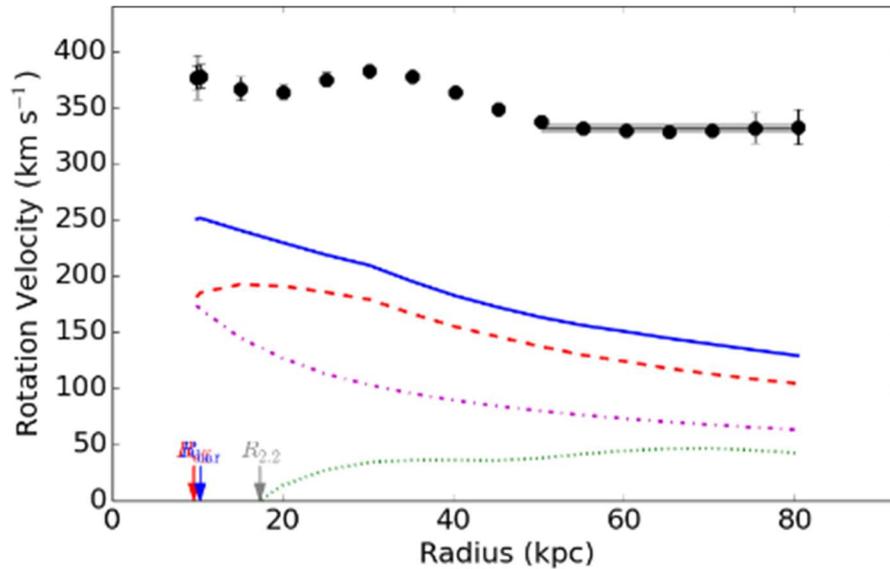


Figura 4.2: Modello di massa di Lelli per UGC02487. La linea tratteggiata verde rappresenta il contributo di HI, quella viola del bulge, quella rossa del disco ed infine quella blu è la somma dei contributi. I pallini neri sono i valori della velocità registrata da spettroscopia. La forte discrepanza tra i valori osservati e quelli fotometrici necessita di un ulteriore contributo di massa ipotizzato. R_{bar} rappresenta il raggio stimato di massimalità barionica, R_{eff} è il raggio efficace (raggio entro cui è contenuta la metà della luminosità totale galattica), $R_{2.2d}$ rappresenta un raggio determinato dal modello DMS

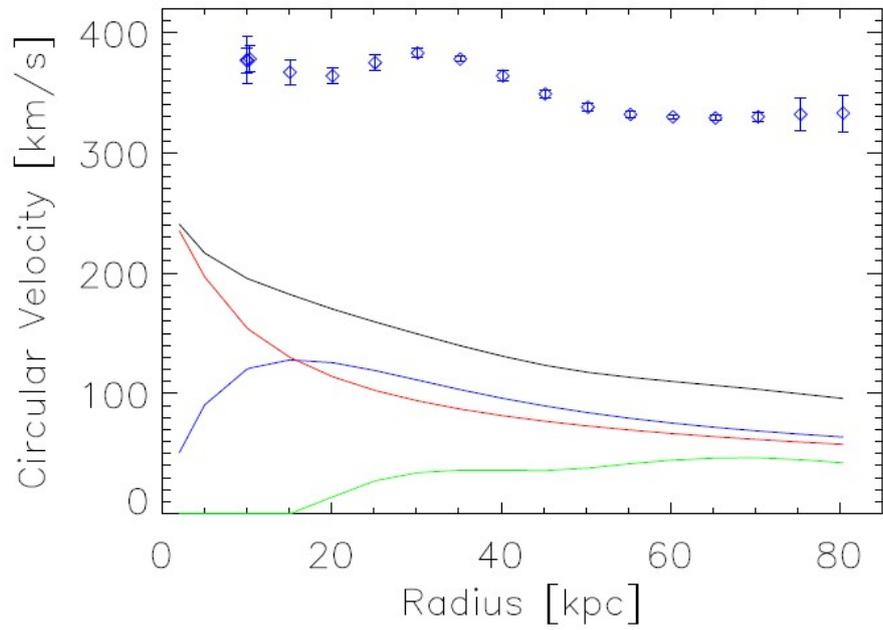


Figura 4.3: Modello di massa di UGC02487 in banda Spitzer con i valori di M/L per disco e bulge rispettivamente di 0.5 e 0.7. I colori rappresentano: verde per il gas, blu per il disco, rosso il bulge e nero il totale

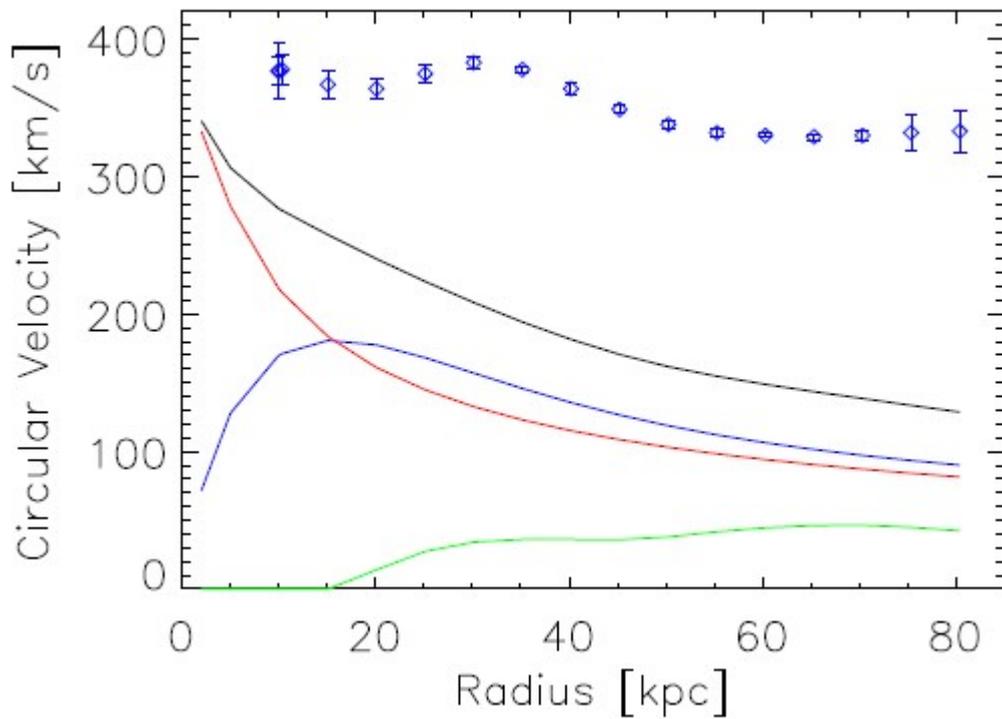


Figura 4.4: Modello di massa di UGC02487 in banda Spitzer con i valori di M/L per disco e bulge rispettivamente di 1 e 1.4

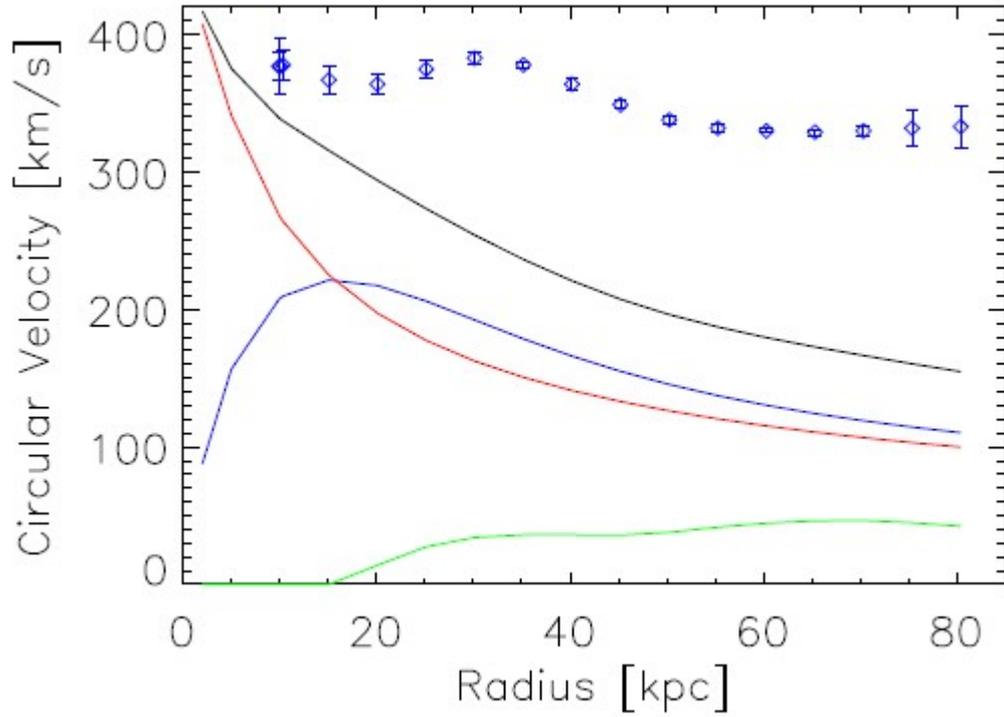


Figura 4.5: Modello di massa di UGC02487 in banda Spitzer con i valori di M/L per disco e bulge rispettivamente di 1.5 e 2.1

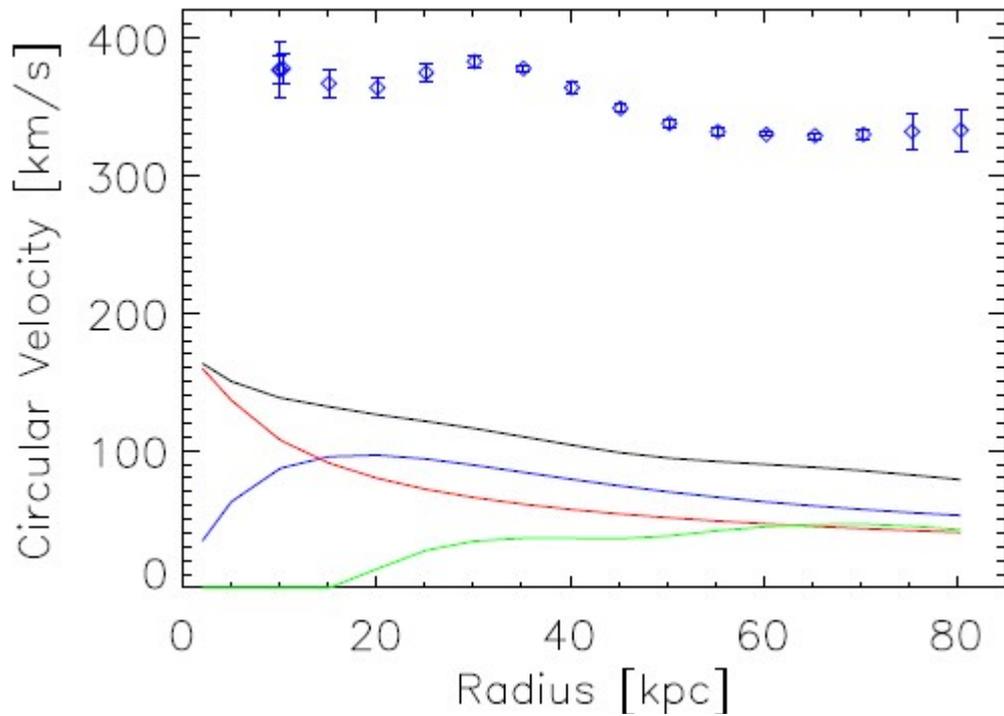


Figura 4.6: Modello di massa di UGC02487 in banda Sloan con i valori di M/L per disco e bulge rispettivamente di 0.5 e 0.7

Dalle immagini precedenti si intuisce quanto la curva di rotazione sia dipendente dal valore di M/L : in Figura 4.3 si è ottenuto un modello di massa nelle stesse condizioni di quello provato da Lelli ed i risultati hanno similitudini e discrepanze. Innanzitutto i valori osservati e la componente del gas sono esattamente gli stessi, per le premesse già citate, inoltre si può notare come la forma delle altre due componenti sia ben riconoscibile. La somma finale delle componenti è altresì molto simile, questo certifica la verosimiglianza del lavoro eseguito. Le differenze riguardano le due singole componenti: dalla decomposizione di Gasp2D si è ottenuto un bulge molto importante, contributo maggiore nelle regioni centrali della galassia; per quanto riguarda l'articolo di riferimento invece fin da regioni più prossime al centro il disco ha una rilevanza superiore.

Provando invece ad inventare valori di M/L si è cercato di osservare come potesse cambiare il modello di massa ed i risultati sono mostrati nelle Figure 4.4 e 4.5: le velocità nei due diversi contributi aumentano considerevolmente ma, nonostante queste autoconcessioni, si nota come a grandi raggi siano comunque elevate le discrepanze con i valori osservati. Giocare con i valori di M/L non è comunque concesso oltre un certo limite per questa serie di galassie in osservazione da Spitzer, come spiegato precedentemente, ma tale limite nelle figure è stato ampiamente superato. Infine la Figura 4.6 attesta un modello di massa nelle condizioni suggerite da Lelli per l'immagine SDSS. In questo esempio le velocità sono considerevolmente inferiori e si può inferire e giocare con M/L maggiori dei precedenti: è stata rappresentato un solo modello in quanto le supposizioni teoriche precedenti sono da considerare valide per i dati Spitzer.

Come ultima considerazione, si è cercato di comparare in maniera più fine il modello di massa creato e quello di Lelli e collaboratori, per verificare quanto effettivamente fossero simili le Figure 4.2 e 4.3: si è quindi calcolato, per ogni valore di entrambi i modelli, l'accelerazione gravitazionale definita come la (1.4) per i valori osservati e per la componente barionica, costruendo il grafico seguente, con lo stesso principio della Figura 1.3.

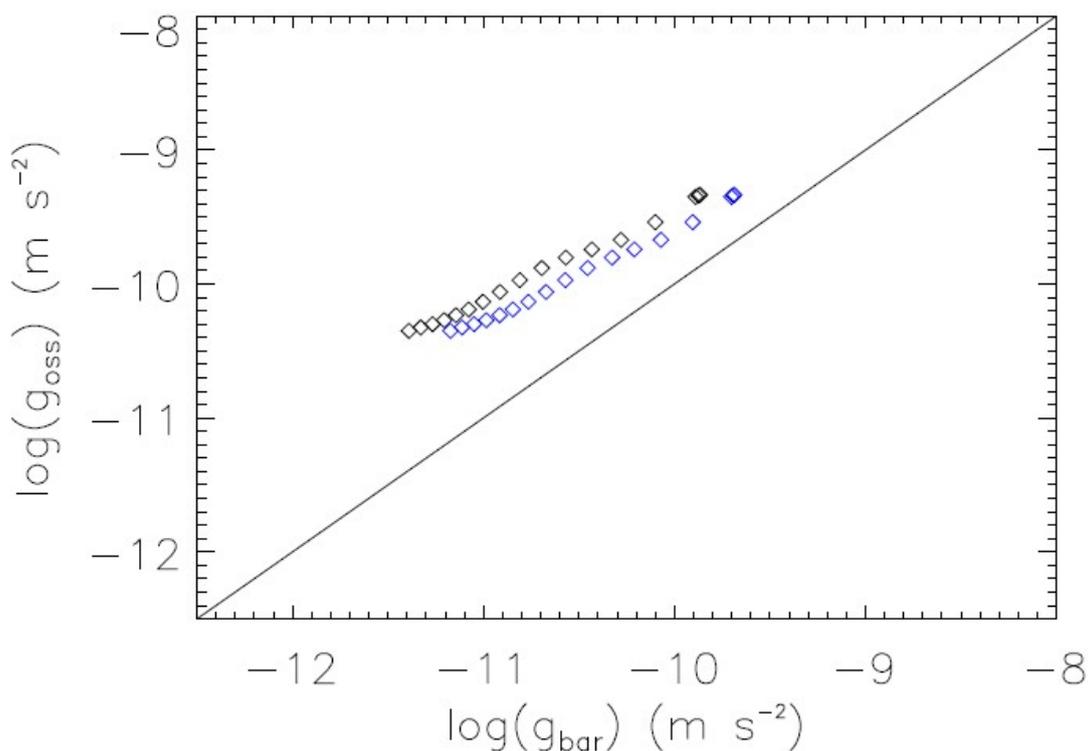


Figura 4.7: Comparazione tra le accelerazioni gravitazionali barioniche e quelle osservate dalla curva di rotazione. I dati utilizzati per questo elaborato sono gli stessi di Lelli e collaboratori per quanto riguarda la curva di rotazione, come si evince dalla stessa ordinata dei punti corrispondenti blu e neri. I pallini blu rappresentano il modello di Lelli, i pallini neri quello estrapolato con fotometria 2D

La Figura 4.7 risalta le differenze considerate approssimative ad uno sguardo più superficiale delle Figure 4.2 e 4.3: Lelli e collaboratori hanno trovato un contributo decisamente maggiore di materia barionica con la fotometria 1D, mentre i dati qui elaborati suggeriscono una maggior presenza di DM. Il grafico può confrontarsi con la Figura 1.3, essa rappresenta i risultati di Lelli per il campione elaborato da SPARC, quindi i dati blu della figura 4.7 sono in linea con le incertezze mostrate dal grafico in introduzione. I dati neri invece si ritrovano fuori dalla media considerata dal campione di Lelli, ai limiti delle incertezze di tali modelli. Non si può fare statistica con un solo risultato, ne inferire la bontà del modello in via generale, ma risuona come campanello d'allarme per sottolineare che, nel caso di UGC02487, i due modelli denotano discrepanze non trascurabili, nonostante a prima vista non fosse così.

Conclusioni

L'elaborato è stato scritto dopo un lavoro eseguito in due parti: la prima di ricerca del materiale Spitzer con la scelta della galassia e la sua analisi a computer, la seconda bibliografica e di stesura dei risultati con successivo confronto dei modelli. Lo scopo iniziale è stato raggiunto, ovvero si è potuto costruire un modello di massa di UGC02487 ponendolo a confronto con gli stessi dati iniziali di Lelli e collaboratori, ma con un approccio fotometrico diverso nell'analisi delle immagini. I risultati totali mostrati nelle Figure 4.2 e 4.3 paiono identici, anche se differiscono per i diversi contributi relativi di bulge e disco. Ad un'analisi più accurata si è potuta evincere una reale differenza tra i due modelli, non più trascurabile, grazie alla considerazione delle accelerazioni gravitazionali in gioco. In ogni caso ciò non è sufficiente per confermare o sbugiardare la bontà del metodo 2D piuttosto che quello monodimensionale, in quanto unicamente per questo caso specifico le differenze sostanziali non consentono di poter utilizzare il più pratico dei due senza incorrere in incertezze gravi: solo la statistica su numerosi campioni di galassie può dire qualcosa in più e conferma la maggior attendibilità del metodo bidimensionale. Questo lavoro si pone come campanello d'allarme, per attirare l'attenzione sulla diversità dei due modelli, ma talvolta le condizioni potrebbero non richiedere la necessità di una fotometria 2D, a fronte di una verosimiglianza elevata tra le due modalità.

Gasp2D è un ottimo strumento di riduzione ed implementando il formalismo teorico di riferimento restituisce i dati richiesti, come si evince dalle Figure 2.12 e 2.13. Un vantaggio iniziale non indifferente è stato poter lavorare su immagini semi-calibrate, da dover trasformare solo per le unità di flusso. La parte finale dell'elaborato ha inoltre voluto testare diverse tipologie di risultati modificando un parametro fondamentale andando anche oltre i limiti teorici consentiti ed infine, ricollegandosi alla sezione introduttiva, si suggerisce una via per colmare la discrepanza tra i modelli teorici e le osservazioni. Il problema sollevato non è nuovo, ma ben conosciuto, studiato ed introdotto in concezioni cosmologiche più complesse. In particolare si vuole sottolineare l'evidenza di una stretta connessione tra la materia barionica e non barionica, come evinto dalla maggior attendibilità del modello DC14 rispetto al NFW e dalla costruzione dell'accelerazione radiale dovuta ad un potenziale di DM, mostrato con la (3.16). La

centralità del lavoro si è strutturata sul modello di massa fotometrico di UGC02487, ma le possibili speculazioni sulle discrepanze con le osservazioni sono ancora molteplici.

Bibliografia

- Abramowitz, M. & Stegun, I. A. 1965, *Handbook of Mathematical Functions*
- Bahcall, J., N., Schmidt, M., Soneira, R., M., 1982, *On The Interpretation Of Rotation Curves Measured At Large Galactocentric Distances*
- Baldi, P., 1998, *Calcolo delle probabilità e statistica*
- Bell, E. F., de Jong, R. S. 2001, *Stellar Mass-to-Light Ratios and the Tully Fischer Relation*
- Bershady, M., A., Verheijen, M., A., W., Swaters, R., A., Andersen, D., R., Westfall, K., B., Martinsson, T., K., 2010a, *The Diskmass Survey*
- Binney, J., Tremaine, S., 1987, *Galactic Dynamics*, Princeton Univ. Press, Princeton, NJ
- De Blok, W., J., G., Walter, F., Brinks, E., Trachternach, C., Oh, S-H., Kennicutt, Jr., R., C., 2008, *High-Resolution Rotation Curves And Galaxy Mass Models From Things*
- De Vaucouleurs, G., 1948, *An. Astr.*, 11, 247
- De Vaucouleurs, G. 1959, *Classification and Morphology of External Galaxies*
- Di Cintio, A., Brook, C., B., Dutton, A., A., Macciò, A., V., Stinson, G., S., Knebe, A., 2014, *A mass-dependent density profile for dark matter haloes including the influence of galaxy formation*
- Freeman, K., 1970, *On the disk of spiral and S0 galaxies*
- Granados., A., 2019, *GalRotpy: an educational tool to understand and parametrize the rotation curve and the gravitational potential of disc-like galaxies*
- Hubble, E. P. 1926, *Extragalactic Nebulae*, *ApJ*, 64, 321
- Katz, H., Lelli, F., McGaugh, S., S., Di Cintio, A., Brook, C., B., Schombert, J., M., 2017, *Testing Feedback-Modified Dark Matter Haloes with Galaxy Rotation Curves: Estimation of Halo Parameters and Consistency with Λ CDM Scaling Relations*
- Lelli, F., Mc Gaugh, S. S., Schombert, J. M., 2016, *SPARC: Mass Models for 175 Disk Galaxies with Spitzer Photometry and Accurate Rotation Curves*

- Lelli, F., Mc Gaugh, S. S., Schombert, J. M., Pawlowsky, M., S., 2016, *The Relation Between Stellar and Dynamical Surface Densities in The Central Regions of Disk Galaxies*
- Lelli, F., Verheijen, M., Fraternali, F. 2014, *Dynamics of starbursting dwarf galaxies*
- Martinsson, T., P., K., Verheijen, M., A., W., Westfall, K., B., Bershadsky, M., A., Andersen, D., R., Swaters, R., A., *The Diskmass Survey VII: The distribution of luminous and dark matter in spiral galaxies*
- McGaugh, S., S., De Blok, W., J., G., *Astrophys. J.* 499, 41 (1998)
- McGaugh, S., S., *Phys. Rev. Lett.* 95, 171302 (2005)
- McGaugh, S., S., Schombert, J., M., 2014, *Color–Mass-To-Light-Ratio Relations For Disk Galaxies*
- McGaugh, S., S., Lelli, F., 2016, *The radial acceleration relation in rotationally supported galaxies*
- Méndez-Abreu, J., De Battista, V., P., Corsini E., M., Aguerri J., A., L., 2014, *Secular- and merger-built bulges in barred galaxies*
- Mihalas, D. & Binney, J. 1981, *Galactic Astronomy*
- Moffat, A., F., J., 1969, *A Theoretical Investigation of Focal Stellar Images in The Photographic Emulsion and Application to The Photographic Photometry*
- Navarro, J., F., Eke, V., R., Frenk, C., S., 1996, *The Cores of Dwarf Galaxy Haloes*
- Noordermeer, E., 2008, *The Rotation curves of flattened Sérsic bulges*
- Press W. H., Teukolsky S. A., Vetterling W. T., Flannery B. P., 1996, *Numerical Recipes in Fortran 77: The Art of Scientific Computing*
- Rubin, V., C., Ford, W., K., Thonnard, N., 1978, *Extended Rotation Curves Of High-Luminosity Spiral Galaxies*
- Sérsic, J., L., 1968, *Atlas de Galaxies Australes*
- Schombert, J., M., 2007, *ARCHANGEL Galaxy Photometry System*

- Sellwood, J., A., McGaugh, S., S., 2005, *The Compression Of Dark Matter Halos By Barionic Infall*
- Stark, A., A., 1977, *Triaxial models of the bulge of M31*
- Struve, C., Oosterloo, T., Sancisi, R., Morganti, R., Emonts, B., H., C., 2010, *Cold gas in massive early-type galaxies: the case of NGC 1167*
- Swaters, R., A., Bershady, M., A., Martinsson, T., K., Westfall, K., B., Andersen, D., R., Verheijen, M., A., W., 2014, *The Link Between Light And Mass In Late-Type Spiral Galaxy Disk*
- Tully, R., B., Fisher, J., R., 1977, *A New Method of Determining Distances to Galaxies*
- Van Albada, T. S., Bahcall, J. N., Begeman, K., Sancisi, R. 1985, *Distribution of Dark Matter in The Spiral Galaxy NGC 3198*