

**Alma Mater Studiorum  
Università di Bologna**

---

SCUOLA DI SCIENZE

Corso di Laurea in Astronomia

Dipartimento di Fisica e Astronomia

**CLASSIFICAZIONE DELLE GALASSIE:  
CARATTERISTICHE MORFOLOGICHE,  
FOTOMETRICHE E CINEMATICHE**

Tesi di laurea

Candidato:  
**Chiara Crociati**

Relatore:  
**Chiar.mo Prof.  
Daniele Dallacasa**

---

Sessione III  
Anno Accademico 2016-2017



## Sommario

In questo elaborato sono state analizzate le principali caratteristiche morfologiche, fotometriche e cinematiche delle diverse tipologie di galassie, secondo la classificazione di E. Hubble. L'approccio utilizzato è di tipo extragalattico, pertanto non verrà presa in esame nello specifico la Via Lattea, ma sarà inserita all'interno della classe morfologica alla quale appartiene.

Nella prima sezione vengono analizzati i principali casi di galassie early-type e late-type, descrivendo brevemente anche i contributi alla classificazione proposti da de Vaucouleurs e il rapporto che intercorre fra tipologia di galassia e ambiente secondo lo studio di Dressler. Nella seconda sezione sono descritte le principali caratteristiche fotometriche delle galassie ellittiche e spirale, con particolare attenzione allo studio delle isofote per quanto riguarda le ellittiche e al profilo di brillantezza per quanto riguarda le spirali. Nel terzo capitolo vengono confrontate le principali caratteristiche cinematiche, nel quale si è cercato di sottolineare gli aspetti comuni ai due tipi di galassie; inoltre vengono descritte alcune delle prove osservative per l'esistenza della materia oscura. Infine, nella quarta sezione viene preso in considerazione un caso interessante di galassia sferoidale nana molto poco luminosa, Segue 1, grazie all'articolo di Geha et al. 2009.

# Indice

<b>1</b>	<b>Caratteristiche morfologiche</b>	<b>1</b>
1.1	Morfologia delle galassie early-type . . . . .	1
1.2	Morfologia delle galassie late-type . . . . .	2
1.3	Galassie e ambiente . . . . .	3
<b>2</b>	<b>Caratteristiche fotometriche</b>	<b>4</b>
2.1	Fotometria delle galassie ellittiche . . . . .	4
2.2	Fotometria delle galassie a spirale . . . . .	8
<b>3</b>	<b>Caratteristiche cinematiche</b>	<b>9</b>
3.1	Cinematica delle galassie ellittiche . . . . .	9
3.2	Cinematica delle galassie a spirale . . . . .	10
<b>4</b>	<b>La galassia Segue 1</b>	<b>12</b>
	<b>Bibliografia</b>	<b>16</b>

# Capitolo 1

## Caratteristiche morfologiche

Le galassie sono sistemi complessi e a molti corpi, composti tipicamente da centinaia di milioni di stelle, che possono contenere anche quantità non trascurabili di gas interstellare e polvere. Possono essere anche soggette a influenze ambientali attraverso interazioni con altre galassie e con il gas intergalattico. Nel caso specifico delle galassie, nel momento in cui si sceglie una determinata classificazione morfologica si dichiara anche cosa si considera *fisicamente importante* e quali sono gli aspetti che si possono considerare invece superficiali. La classificazione di E. Hubble nel suo libro *The realm of Nebulae* (1936) è quella che è riuscita meglio a identificare e sintetizzare le diverse tipologie di galassie che si possono osservare e per questo è quella che maggiormente si è diffusa e imposta nel tempo. La suddivisione consta principalmente in *galassie ellittiche* e *galassie a spirale*. Nella suddivisione originaria di Hubble, le prime erano dette *early-type*, mentre le seconde *late-type*, comprendendo una fase di transizione composta dalle galassie *S0* o *lenticolari*. Hubble basò la sua classificazione su una teoria evolutiva, oggi screditata, di passaggio di un tipo di galassia all'altra. Tuttavia, questa suddivisione è sopravvissuta, almeno a livello formale, includendo nelle galassie early type anche le galassie lenticolari, mentre all'interno delle galassie late-type le galassie *irregolari*. Tutto ciò può essere riassunto graficamente nel famoso *diagramma a "diapason"*, mostrato in figura Figura 1.1. Chiaramente, la classificazione morfologica può essere talvolta falsata da effetti di proiezione e estinzione, che bisogna sempre tenere in considerazione analizzando oggetti proiettati sul piano del cielo.

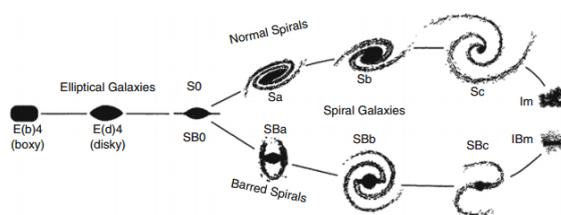


Figura 1.1: Il "diapason" per la classificazione di Hubble (Schneider 2006, p. 88).

### 1.1 Morfologia delle galassie early-type

Le galassie poste a sinistra dello schema di Hubble sono dette early type, comprendendo le galassie ellittiche e S0. Questo tipo di galassie appaiono in generale meno strutturate e mostrano una forma ellissoidale. Si possono distinguere in base a quanto risultano elongate, secondo l'espressione  $n = 10[1 - (b/a)]$ , dove  $n$  descrive il rapporto assiale apparente ( $a/b$ ). Il tipo di galassia, infatti, viene designato con  $E_n$ : galassie meno elongate sono descritte da  $n$  bassi e viceversa. Il range di valori osservati va da 0 a 7, riferendosi alla galassia più "schiacciata" mai osservata. Il termine "galassia ellittica" indica un ampio campione di oggetti



**Figura 1.2:** Confronto fra diversi tipi di galassie ellittiche e spirali. Riquadro ellittiche: in alto a sinistra M87 (cD); in alto a destra Centauro A (ellittica gigante); in basso a sinistra Leo I (sferoidale nana); in basso a destra NCG 1705, irregolare nana. Riquadro spirali: in alto a sinistra M94 (Sab); in alto al centro M51 (Sbc); in alto a destra M101 (Sc); in basso a sinistra M83 (Sba); in basso al centro NGC 1365 (SBb); in basso a destra M58 (SBc)(Schneider 2006, pp. 91,99).

che differiscono per sia per la loro dimensione che per la loro luminosità. Alcuni esempi sono riportati in figura Figura 1.2.

Una classificazione più fine si scompone come segue: *ellittiche normali*, nelle quali sono incluse le ellittiche giganti (gE's), quelle con luminosità intermedia (E's) e le ellittiche compatte (cE's), coprono un range di magnitudine assoluta da  $M_B \sim -23$  a  $M_B \sim -15$ ; *ellittiche nane* (dE's), si differenziano dalle cE's a causa della metallicità più bassa e una minore brillantezza superficiale; le *galassie cD*, estremamente luminose fino a  $M = -26$  e grandi fino a  $R \leq 1$  Mpc, sono rilevate solo vicino al centro di ammassi di galassie particolarmente densi e sono caratterizzate da un envelope diffuso; *galassie nane blu compatte*, appaiono più blu delle altre ellittiche in termini di indice di colore, fatto al quale si collega una maggior quantità di gas rilevata; *sferoidali nane*, distinguibili dalla bassa luminosità e brillantezza superficiale, osservate al di sotto di  $M_B \sim -8$  e pertanto solo nel Gruppo Locale. Le galassie *S0* o *lenticolari* corrispondono alla fase di transizione fra ellittiche e spirale. Possono presentare una forma barrata del centro, detto bulge, che porta alla designazione *S0* o *SB0* nel caso della barra. Al centro di queste galassie, quindi, è visibile una concentrazione luminosa, simile ad una galassia ellittica, circondata da un' ampia regione di luminosità sempre decrescente. La loro caratteristica è individuata in una regione non strutturata ma che appare come un disco nel quale però non si riconoscono i bracci, chiamata "lente". Le galassie *S0* sono divise in tre classi,  $S0_1$ ,  $S0_2$ ,  $S0_3$ , in base all'assorbimento più o meno forte da parte della polvere nelle zone del disco. Allo stesso modo le barrate,  $SB0_1$ ,  $SB0_2$  e  $SB0_3$ , le quali differiscono a causa della della barra, dalla meno alla più prominente.

## 1.2 Morfologia delle galassie late-type

Alla destra del diagramma si osservano le galassie late type, delle quali alcuni esempi sono riportati in Figura 1.2. La principale suddivisione consiste nelle galassie *normali* o *barrate*. Nelle galassie late-type si distinguono tre componenti fondamentali: un rigonfiamento nella parte centrale, il *bulge*; la presenza di un disco, che a sua volta è suddiviso in disco spesso e sottile; i bracci. La differenza fra galassie barrate e non risiede nel fatto che nelle barrate si osserva una struttura allungata del bulge. Sono tre i criteri fondamentali per la sottodivisione:

l'importanza relativa della luminosità del bulge centrale rispetto al disco; il fatto che i bracci siano più o meno stretti, si ha infatti sempre più allargamento spostandosi nell'ordine di galassie  $S_a$  o  $SB_a$  alle  $S_c$  o  $SB_c$ ; il grado al quale i bracci sono risolti in stelle e in nubi individuali di emissione, ovvero regioni HII. Vi è una certa correlazione fra questi tre criteri: galassie con un bulge cospicuo tendono ad avere bracci molto avvolti e non ben risolti, ovvero non riusciamo a distinguere stelle e nubi di gas. Galassie asimmetriche furono classificate da Hubble come due classi di galassie *irregolari*: le *galassie Irr I* sono sempre di forma irregolare, nelle quali però è visibile un abbozzo di bracci e mostrano delle zone in cui sono visibili dei nodi di stelle O e B; *galassie Irr II*, di simmetria ancora meno marcata, mostrano frequentemente delle dust lanes. Dal punto di vista soprattutto delle irregolari, la classificazione di Hubble si mostra alquanto insoddisfacente: De Vaucouleurs (1959b) propose un'altra classificazione che si prefiggeva di essere più specifica riguardo la suddivisione delle galassie a spirale, con l'aggiunta di altre tre classi: Sd, Sm e Im. Le Sd corrispondono al gradino successivo alle Sc, con alcuni oggetti estremi che nella classificazione di Hubble rientrano nelle Irr I, mentre le Sm e Im conterebbero le galassie rimanenti delle Irr I. La lettera *m* fa riferimento alla nube di Magellano.

### 1.3 Galassie e ambiente

L'ampio range descritto nei paragrafi precedenti porta inevitabilmente alla discussione della causa di questa diversità. Vi è una strettissima connessione tra morfologia della galassia e ambiente nel quale essa si trova e si è formata. Prendendo in esame gli ammassi di galassie per esempio (Oemler 1974; Melnick e Sargent 1977), dove si possono osservare galassie di diverso tipo nello stesso ambiente, si può notare come le galassie ellittiche o S0 costituiscano la popolazione delle zone più centrali, mentre le galassie a spirale giacciono in zone a grandi raggi. Questa scoperta rappresenta il primo esempio di una relazione *morfologia-raggio* all'interno degli ammassi. Fu Dressler (Dressler 1980) che per primo fece un'analisi su grande scala della segregazione morfologica che mostravano le galassie, tramite un campione di circa 6000 galassie contenute in 55 ammassi. La sua analisi confermò che  $f(Sp)$ , ovvero la frazione di galassie a spirale, incrementa con  $R$ , raggio dal centro dell'ammasso. In realtà, Dressler giunse alla conclusione che la quantità fondamentale per interpretare la segregazione è la densità locale delle galassie. Analizzando quindi la percentuale di densità proiettata, si nota che le galassie ellittiche sono molto rare in ambienti poco densi, mentre le spirali e le irregolari sono molto più rare in ambienti molto densi. Tutto questo ha un significato nella misura in cui andiamo ad analizzare quello che avviene negli ambienti molto densi, dove le interazioni gravitazionali fra galassie sono molto più probabili. Per esempio, può avvenire che il gas nel quale le galassie si trovano possa strappare letteralmente il gas che invece appartiene alla galassia. Questa relazione viene chiamata *relazione morfologia-densità*, dove con densità è appunto intesa la densità locale delle galassie. La distribuzione di galassie nei clusters è tale che  $N$ , il numero di galassie proiettate, sia una funzione monotona di  $R$ , possibilmente secondo due modelli principali:  $N \propto R^{-1}$  (Beers e Tonry 1986);  $N \propto \exp\{-R/100\text{kpc}\}$  (Merrifield e Kent 1989). La relazione fra  $N$  e  $R$  implica quindi che se la morfologia è legata a  $R$ , lo è necessariamente anche a  $N$ . Questa correlazione è alquanto sorprendente: nel corso della sua orbita, qualsiasi galassia percorre una grande distanza attraverso l'ammasso: ci si aspetterebbe che passi attraverso zone con profonde differenze di densità di galassie, ma la sua morfologia, che si presume essere decisa dal momento della sua formazione, è fortemente correlata alla densità che la circonda. Ciò dovrebbe significare allora che all'interno dell'ammasso possiamo trovare zone di gruppi coerenti, che possiamo chiamare sottostrutture (Sanromà e Salvador-Solè, 1990). In realtà, nonostante si siano fatti studi ipotizzando di cancellare le sottostrutture tramite un processo di randomizzazione, la relazione su grande scala viene comunque mantenuta, indicando che le sottostrutture non possono esserne la causa.

## Capitolo 2

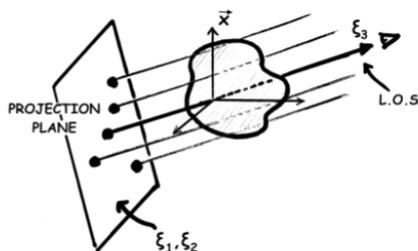
# Caratteristiche fotometriche

### 2.1 Fotometria delle galassie ellittiche

Il punto di partenza per l'analisi della fotometria è considerare il fatto che gli oggetti che osserviamo sono proiettati sul piano del cielo. E' necessario, quindi, avere degli strumenti che permettono di poter ricostruire l'oggetto in tre dimensioni. Per la proiezioni di ellissoidi, figura geometrica associata alle galassie ellittiche, bisogna prendere in considerazioni le *isofote*, ovvero il luogo dei punti con la stessa luminosità. Nel caso geometrico di un ellissoide, si può dimostrare che sono delle ellissi, portando ad una serie di interessanti conclusioni. Le isofote e le loro conseguenze sono uno strumento fondamentale per capire la geometria intrinseca della galassia. Le galassie possono essere considerate oggetti trasparenti: le loro dimensioni infatti sono ordini di grandezza superiori rispetto alle singole stelle, le quali possono essere considerate punti euclidei in questo contesto. La proiezione di un sistema così descritto su un piano si realizza nel seguente modo: si può immaginare, una volta definito il sistema di riferimento della galassia  $(x_1, x_2, x_3)$ , di far corrispondere sul piano di proiezione ad ogni stella un punto, tramite una retta. Quello che si va a definire, quindi, è una certa figura su un piano fissato in un sistema di riferimento esterno alla galassia, ovvero quello dell'osservatore,  $(\xi_1, \xi_2, \xi_3)$ , come mostrato in figura Figura 2.1.

Si definisce  $\Sigma(\xi_1, \xi_2)$  l'immagine proiettata sul piano di proiezione e una densità  $\varrho(\vec{x})$  in ogni punto della galassia. Introduciamo una matrice di rotazione  $R$  che rende il sistema indipendente dalla direzione di osservazione, ovvero in modo tale che  $\vec{\xi} = R\vec{x}$ . Per definizione, una matrice di rotazione è ortogonale, ovvero  $R^{-1} = R^T$ . Una volta fissato il piano  $(\xi_1, \xi_2)$ , si somma tutto quello che si trova trova lungo la linea di vista  $\xi_3$ . La somma lungo la linea di vista risulta essere (2.1)

$$\Sigma(\xi_1, \xi_2) = \int_{-\infty}^{+\infty} \varrho(R^T \vec{\xi}) d\xi_3 \quad (2.1)$$



**Figura 2.1:** Impostazione del piano di proiezione (gentile concessione di Emilio Ceccotti).

Questa, sul piano di proiezione, rappresenta l'immagine di un singolo elemento. Per ottenere l'immagine completa, è necessario sommare su tutta l'area della proiezione. Successivamente, tramite l'equazione (2.1), otteniamo l'integrale in tre dimensioni:

$$\iint \Sigma(\xi_1, \xi_2) d\xi_1 d\xi_2 = \iiint \varrho(R^T \vec{\xi}) d\xi_1 d\xi_2 d\xi_3 = \int_V \varrho d\vec{\xi} \quad (2.2)$$

Tramite l'equazione (2.2), si è risaliti al volume tridimensionale dell'oggetto partendo da una sua proiezione bidimensionale. Per dimostrare che le isofote di una galassia ellittica sono a loro volta delle ellissi, si consideri una superficie ellissoidale triassale, ovvero con assi  $a \neq b \neq c$ .

In un ellissoide concentrico, tutti gli assi sono allineati. Il coefficiente  $m$  indica le dimensioni dell'ellissoide: per  $m$  grandi, l'ellissoide risulta essere di dimensioni maggiori e viceversa. Nel caso in esame,  $\varrho = \varrho(M)$  forma gusci ellissoidali. Le superfici, quindi, sulle quali la densità è stratificata sono ellissoidali. La tesi da dimostrare può essere formulata nella seguente maniera: dato un ellissoide con una certa  $\varrho(m)$  proiettato sul piano del cielo, le curve che collegano gli elementi di stessa densità sono ellissi. Lo scopo della trattazione pertanto è quello di trovare il luogo dei punti in cui  $\Sigma(\xi_1, \xi_2) = \text{costante}$ . In tutta la dimostrazione seguente, si considerano trascurabili gli effetti di prospettiva che nascono dall'aver proiettato l'oggetto lungo la direzione  $\xi_3$ , aspetto da tenere in considerazione in un caso più realistico, che non si propone come un'idealizzazione matematica. L'equazione di un ellissoide triassale può essere riscritta come forma quadratica  $m^2 = \langle D\vec{x}, \vec{x} \rangle$ , dove  $D$  rappresenta una matrice definita positiva, espressa nel seguente modo:

$$D = D^T = \begin{pmatrix} 1/a^2 & 0 & 0 \\ 0 & 1/b^2 & 0 \\ 0 & 0 & 1/c^2 \end{pmatrix}$$

Tramite questi oggetti, è possibile riscrivere la forma quadratica come segue:

$$m^2 = \langle DR\vec{\xi}, R\vec{\xi} \rangle = \langle R^T DR\vec{\xi}, \vec{\xi} \rangle \quad (2.3)$$

Si definisce  $P = R^T DR$ , che a sua volta è una matrice simmetrica e definita positiva. Si scompone il vettore  $\vec{\xi}$  tramite un sistema di versori, facendo riferimento alla Figura 2.1, come  $\vec{\xi} = \vec{\xi}_\perp + \xi_3 \vec{e}_3$ . In tale maniera, si riscrive nuovamente la forma quadratica:

$$\begin{aligned} m^2 &= \langle P\vec{\xi}, \vec{\xi} \rangle = \langle P\vec{\xi}_\perp, \vec{\xi}_\perp \rangle + \langle P\vec{\xi}_\perp, \xi_3 \vec{e}_3 \rangle + \langle \xi_3 P\vec{e}_3, \vec{\xi}_\perp \rangle + \langle \xi_3 P\vec{e}_3, \xi_3 \vec{e}_3 \rangle = \\ &= \langle P\vec{\xi}_\perp, \vec{\xi}_\perp \rangle + \xi_3 \langle P\vec{\xi}_\perp, \vec{e}_3 \rangle + \xi_3 \langle P\vec{e}_3, \vec{\xi}_\perp \rangle + \xi_3^2 \langle P\vec{e}_3, \vec{e}_3 \rangle \end{aligned} \quad (2.4)$$

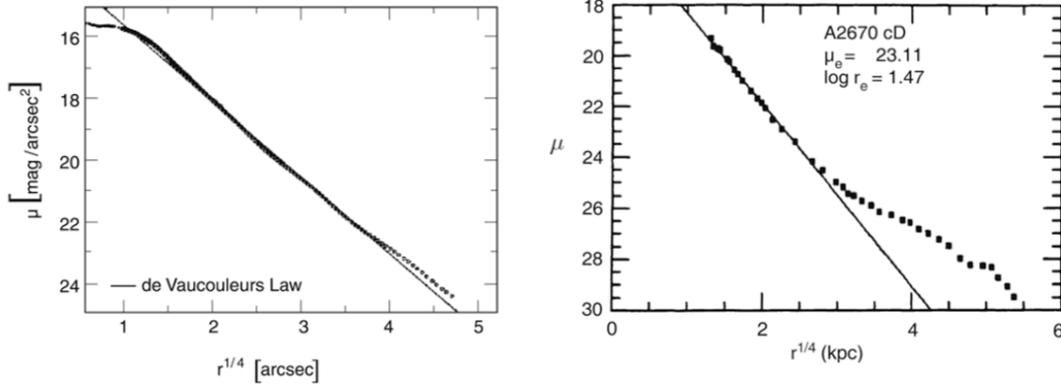
Facendo riferimento alle proprietà di  $P$  si ottiene

$$m^2 = \xi_3^2 \langle P\vec{e}_3, \vec{e}_3 \rangle + 2\xi_3 \langle P\vec{\xi}_\perp, \vec{e}_3 \rangle + \langle P\vec{\xi}_\perp, \vec{\xi}_\perp \rangle \quad (2.5)$$

La (2.5) rappresenta un trinomio positivo, dato che la matrice  $P$  è definita positiva, di coefficienti rispettivamente  $A, B$  e  $C$ . E' noto che se il discriminante di un trinomio è negativo, allora il trinomio ha segno del coefficiente di grado più alto. Imponiamo  $B^2 - AC < 0$  poichè  $m^2 \geq 0$ . L'immagine (2.1) è allora data da:

$$\Sigma(\xi_1, \xi_2) = \int_{-\infty}^{+\infty} \varrho(\sqrt{A\xi_3^2 + 2B\xi_3 + C}) d\xi_3 = \int_{-\infty}^{+\infty} \varrho(\sqrt{t^2 + L^2}) \frac{dt}{\sqrt{A}} \quad (2.6)$$

dove si è posto  $L^2 > 0 = C - \frac{B^2}{A}$ , funzione quadratica definita positiva in  $\xi_1, \xi_2$  e attuato il cambio di variabile  $\sqrt{A}\xi_3 + \frac{B}{\sqrt{A}} = t$ , pertanto  $d\xi_3 = dt/\sqrt{A}$ . Non è necessario conoscere il



**Figura 2.2:** A destra: profilo di brillantezza superficiale della galassia NCG 4472, interpolato tramite la legge di de Vaucouleurs. A sinistra: confronto fra il profilo di brillantezza di una galassia cD, la galassia centrale dell'ammasso di galassie Abell 2670, e il profilo de Vaucouleurs. Si nota come la luce ecceda per grandi raggi (Schneider 2006, pp. 92,93).

valore di quell'integrale: qualunque sia la sua risoluzione, si tratta di una funzione di  $L$ . Per le considerazioni precedenti allora, la (2.6) è un'ellisse e si può scrivere come

$$\Sigma(\xi_1, \xi_2) = \frac{F(L)}{\sqrt{A}} \quad (2.7)$$

La dimostrazione che le isofote siano ellissi è immediata poichè  $F(L)/\sqrt{A} = \text{costante}$ .

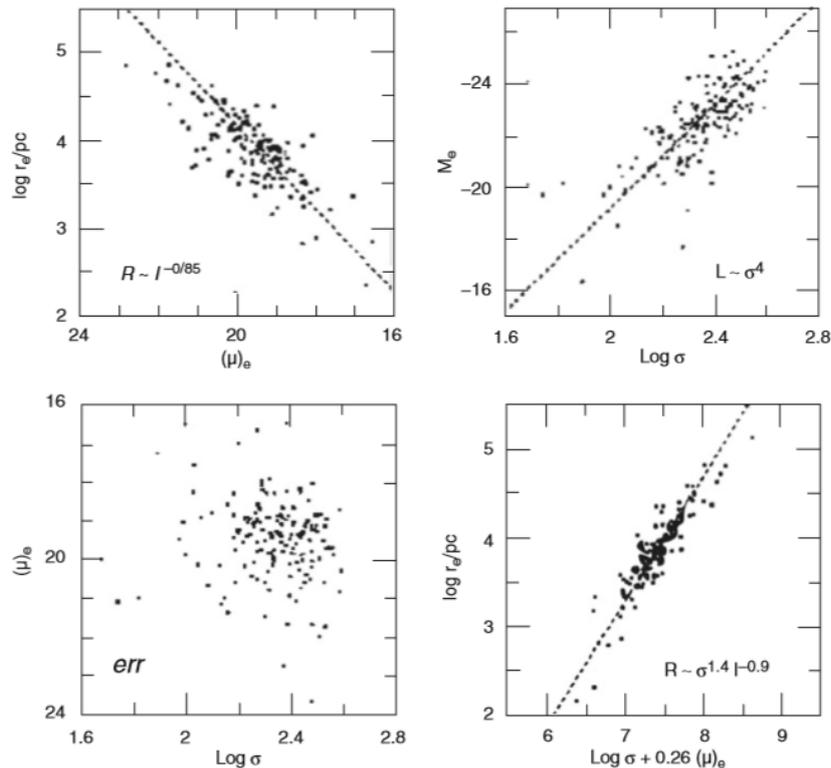
A seconda delle forme osservate, è possibile affermare che le isofote sono state classificate in quattro classi: ellittiche, ruotate, a disco e "a scatola", poichè la forma ricorda una scatola smussata. Lo studio delle isofote conduce a due risultati importanti: il primo risultato è che se l'ellissoide è di rotazione, allora le ellissi proiettate sono tutte coassiali (Stark 1977), sia il rapporto assiale che l'orientazione di queste ellissi dipendono dalla direzione della linea di vista; di particolare interesse è anche il secondo, ovvero il fatto che se l'ellissoide rappresentativo della galassia è triassiale, si può avere il fenomeno di *isophotal twisting*, cioè le ellissi non risultano più essere coassiali. L'isophotal twisting è quindi una proprietà osservativa che immediatamente ci riporta informazioni cruciali sulla forma tridimensionale della galassia. Risulta essere una condizione sufficiente per la triassialità dell'ellissoide, ma non necessaria. Questo fenomeno è dovuto al fattore  $\sqrt{A}$ , equazione (2.5), che contiene al suo interno l'informazione della linea di vista.

Esistono una serie di relazioni importanti che collegano la brillantezza superficiale di una galassia ellittica con diversi osservabili. Si giunge alla definizione di diverse leggi di scala, che permettono di concludere immediatamente se l'oggetto in esame sia o meno una galassia ellittica. Infatti, le relazioni descritte in questa sezione sono *invarianti di scala* per questa tipologia di galassie. Prendendo in analisi il profilo di brillantezza  $\Sigma(R)$ , De Vaucouleurs (1948) mostrò una correlazione fra profilo di brillantezza misurato nel centro  $\Sigma(0)$  e una proprietà intrinseca delle galassie ellittiche, ovvero  $R_e$ . La lunghezza scala  $R_e$  è nota come *raggio effettivo*, cioè il raggio al quale corrisponde metà della luce emessa dalla galassia. Se si indica con  $L_T$  la luminosità totale, si ha

$$\frac{L_T}{2} = \int_0^{R_e} 2\pi R \Sigma(R) dR \quad (2.8)$$

Allora è possibile scrivere la *legge di De Vaucouleurs* o *legge  $R^{1/4}$* :

$$\Sigma(R) = \Sigma(0) 10^{-3.33[(R/R_e)^{1/4} - 1]} = \Sigma(0) \exp\left\{-7.67[(R/R_e)^{1/4} - 1]\right\} \quad (2.9)$$



**Figura 2.3:** Proiezioni del Piano Fondamentale su piani a due parametri. In alto a sinistra: relazione fra raggio e brillantezza superficiale media entro il raggio effettivo. In alto a destra: relazione di Faber-Jackson. In basso a sinistra: la relazione fra brillantezza superficiale media e dispersione di velocità mostra il piano da sopra. In basso a destra: la relazione fra raggio e una combinazione di brillantezza superficiale e dispersione di velocità mostra il piano di lato (Schneider 2006, p. 108).

La legge (2.9) contiene due parametri liberi e questo fatto si riverbera quando si osserva il confronto grafico di diverse ellittiche: è possibile che devino dal profilo  $R^{(1/4)}$ , anche se quest'ultimo rappresenta in ogni modo un ottimo test per verificare se la galassia sia ellittica. Per parametrizzare al meglio la brillantezza superficiale, è necessario utilizzare una funzione a tre parametri liberi. Non ne esiste una unica, ma tra le più famose vi è la *legge di Sersic* (1968). Si tratta della generalizzazione di (2.9) tramite la sostituzione del fattore  $(1/4)$  con  $(1/n)$ , dove  $n$  è parametrizzato tramite le osservazioni. La legge di Sersic risulta essere

$$\Sigma(R) = \Sigma(0) \exp\left\{-b(n)(R/R_e)^{1/n}\right\} \quad (2.10)$$

dove  $b(n)$  nella (2.10) è una serie asintotica, ovvero  $b(n) \sim 2n - (1/3) + o(1/n)$ . Quando  $n < 4$ , l'espressione predice un profilo di brillantezza che tende a essere più in basso rispetto al fit  $R^{1/4}$  e viceversa. Si giustifica allora la differenza nel profilo di brillantezza per galassie di bassa luminosità ( $n < 4$ ) e per galassie di alta luminosità, specialmente cD ( $n > 4$ ), per le quali si osserva che la legge di De Vaucouleurs non descrive in modo adeguato i dati per le zone più esterne, come mostrato in Figura 2.2.

Un'altra correlazione empirica fu scoperta da Faber e Jackson (1976): trovarono che la velocità di dispersione al centro delle ellittiche,  $\sigma_0$ , scala con la luminosità  $L$  secondo il rapporto

$$L \propto \sigma_0^4 \quad (2.11)$$

La (2.11) è una relazione che ha molti aspetti interessanti:  $\sigma^4$  non è una grandezza che dipende dalla distanza, così come  $L$ . La luminosità che è intesa nella relazione è infatti

quella intrinseca. Proprio per questa ragione era considerata come un ottimo strumento per il calcolo delle distanze, con notevoli effetti sulla cosmologia. Il motivo per cui non è possibile considerare questa relazione per la misura delle distanze risiede nel fatto che possiede una dispersione intrinseca pari a  $\Delta L/L \simeq 0.4$ . Questa dispersione intrinseca è l'aspetto più interessante di questa relazione, le ragioni verranno specificate nelle righe seguenti. La Faber-Jackson è una delle correlazioni che dimostrano lo stretto legame fra cinematica e luminosità per una galassia.

Kormendy successivamente (1977) dimostrò l'esistenza un'altra relazione empirica fra  $R_e$  e  $L$ :

$$L \propto R_e^{\approx 1} \quad (2.12)$$

ricordando che nella relazione (2.12)  $R_e$  dipende dalla distanza della galassia. Tramite tecniche statistiche, quali la Principal Component Analysis (PCA), è stato verificato che proprio queste grandezze,  $R_e$ ,  $L_e$  e  $\sigma^4$ , sono le uniche che correlano fra di loro: la galassia, quindi, rappresenta un punto in uno spazio tridimensionale. Si osserva che le galassie ellittiche giacciono tutte su una specifica varietà geometrica del tipo  $\alpha \log L + \beta \log \sigma + \gamma \log R_e = \delta$ , ovvero su un piano chiamato *Piano fondamentale delle galassie ellittiche* (Figura 2.3). Lo spessore di questo piano è dell'ordine del 5%; inoltre il piano fondamentale risulta inclinato, giustificando i valori massimi e minimi fra cui sono compresi i parametri. Le leggi di scala trovate empiricamente rappresentano delle proiezioni sui piani di questo spazio tridimensionale. Tutto ciò porta a dire che quindi le galassie ellittiche sono oggetti intrinsecamente triparametrici, ma non è possibile affermare che sono una classe di oggetti perfettamente omologhi facendo riferimento alla relazione (2.10).

## 2.2 Fotometria delle galassie a spirale

L'analisi del profilo di brillantezza per le galassie a spirale si scompone nel considerare separatamente il bulge centrale, barrato o meno, e il disco. Quello che si nota è che il profilo di brillantezza del bulge segue la legge  $R^{1/4}$ , ovvero la relazione (2.9), che contribuisce all'aumento di brillantezza nelle zone centrali, mentre il profilo del disco ha un andamento esponenziale decrescente spostandosi verso le zone più esterne. Il profilo complessivo risulta allora una somma di questo due andamenti. La brillantezza del disco decresce come

$$\Sigma(R) = \Sigma(0) \exp\{-R/R_d\} \quad (2.13)$$

dove  $\Sigma(R)$  indica la brillantezza, per esempio in  $\text{mag arcsec}^{-2}$ ;  $\Sigma(0)$  la brillantezza superficiale centrale e  $R_d$  è la lunghezza scala caratteristica del disco, che va tipicamente da 1 a 10 kpc. Bisogna sottolineare che quindi, a grandi raggi, è necessario tenere conto del contributo del bulge: la ragione per cui, a raggi intermedi, il contributo del disco può diventare in alcuni tratti preminente risiede nel fatto che il bulge ha una lunghezza scala più piccola del disco. Per la determinazione della  $\Sigma(0)$  dei dischi, si fa riferimento alla *legge di Freeman*, che evidenzia come la  $\Sigma(0)$  sia molto simile nella banda B anche per galassie diverse:

$$\Sigma_0 \sim 21.7 B - \text{mag/arcsec}^2 \quad (2.14)$$

La (2.14) suddivide le galassie a spirale in due classi, riferendosi solo al contributo del disco: le *low surface brightness galaxies (LSBs)* dove  $\Sigma_0 \gg 21.7 B - \text{mag/arcsec}^2$ , e le *high surface brightness galaxies (LSBs)* dove  $\Sigma_0 \ll 21.7 B - \text{mag/arcsec}^2$ . Le LSBs costituiscono una classe di galassie il cui studio è più complicato rispetto a quelle che si possono definire spirali "normali": è necessaria una riduzione dei dati molto accurata, con una adeguata sottrazione del fondo del cielo. Queste galassie LBS sembrano trasformare il loro gas in modo molto più lento in stelle rispetto alle spirali normali. Grazie ai dati in banda UV e IR dei telescopi GALEX e Spitzer, si osserva che le LSB mostrano esigua estinzione e quindi una frazione molto bassa di polvere e gas molecolare.

## Capitolo 3

# Caratteristiche cinematiche

La cinematica è un aspetto fondamentale nell'analisi e suddivisione delle galassie, poichè lega insieme sia morfologia che fotometria.

### 3.1 Cinematica delle galassie ellittiche

Per quanto riguarda le galassie ellittiche, che sono immuni dall'estinzione dovuta a polvere, l'analisi cinematica si compone sostanzialmente nell'analisi del rapporto

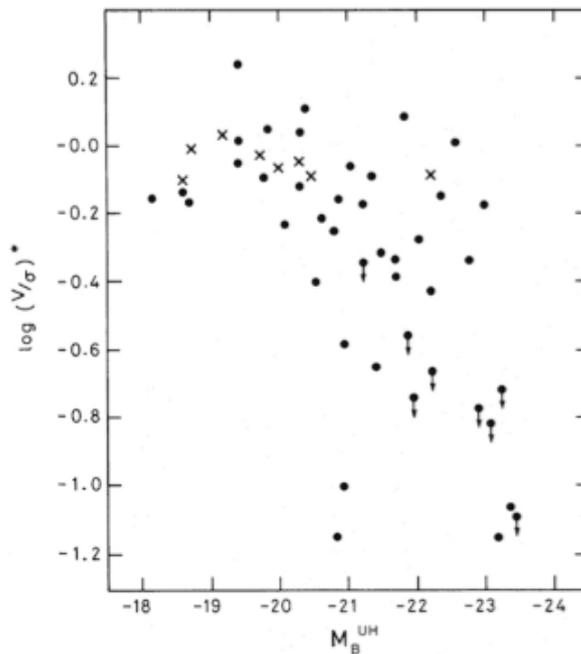
$$(v/\sigma)^* = \frac{(v/\sigma)}{(v/\sigma)_{iso}} \quad (3.1)$$

dove con  $\sigma$  si intende la dispersione di velocità e  $v$  la velocità di rotazione. Il rapporto  $(v/\sigma)_{iso}$  è descritto da

$$(v/\sigma)_{iso} \approx \sqrt{\frac{\varepsilon}{1-\varepsilon}} \quad (3.2)$$

dove con *iso* si indica l'assunzione di una distribuzione isotropa della velocità delle stelle. Questa quantità permette di capire la ragione per cui le galassie ellittiche assumono la loro tipica forma e il motivo per cui risultano più o meno schiacciate: lo schiacciamento delle ellittiche è determinato principalmente dalla distribuzione anisotropa delle velocità.

Si aspetta  $(v/\sigma)^* \approx 1$  per una galassia schiacciata dalla rotazione. Per ellittiche brillanti, il rapporto è sensibilmente minore dell'unità, come mostrato in Figura 3.1. Ciò significa che non è possibile per queste galassie attribuire lo schiacciamento osservato alla rotazione. Le galassie con luminosità intermedia, fra  $-20 < M_B < -18$ , mostrano il rapporto più vicino all'unità, indice di uno schiacciamento dovuto sostanzialmente alla rotazione. Nel momento in cui si prendono in considerazione anche le ellittiche meno luminose, non è più possibile dire che questo trend continui: per le sferoidali nane, l'unica maniera di conseguire una misura cinematica è attraverso le velocità delle singole stelle risolte. Si possono distinguere due famiglie di galassie: *Slow rotators* ( 35 % ), oggetti dalle forma classicamente ellittica, sono le galassie più massive e dalla forma più arrotondata, con una ellitticità tipicamente di  $\varepsilon \leq 0.4$ , comprendente le classi E0-E4, con isofote a scatola e praticamente assenti nelle zone di più bassa densità; *Fast rotators* ( 65 % ), morfologicamente più simili a galassie a disco dalle quali però sembra essere stata rimossa la polvere, con ellitticità  $\varepsilon > 0.4$ , ovvero le classi E5-E7, spesso barrate e con isofote a disco. Un'altra applicazione della cinematica è capire se anche le galassie ellittiche siano circondate da un alone di materia oscura, come si dimostra per le galassie a spirale (Capitolo 3.2). La loro cinematica è dominata dai moti casuali e la loro ampiezza dipende dal potenziale gravitazionale della galassia. Una stima della distribuzione di massa della galassia, allora, può essere ottenuta tramite la dispersione di velocità e la sua variazione lungo il raggio. La difficoltà maggiore che si incontra nello studio della cinematica stellare nelle ellittiche è il fatto che non si conosce a priori l'orbita della stella. Il confronto

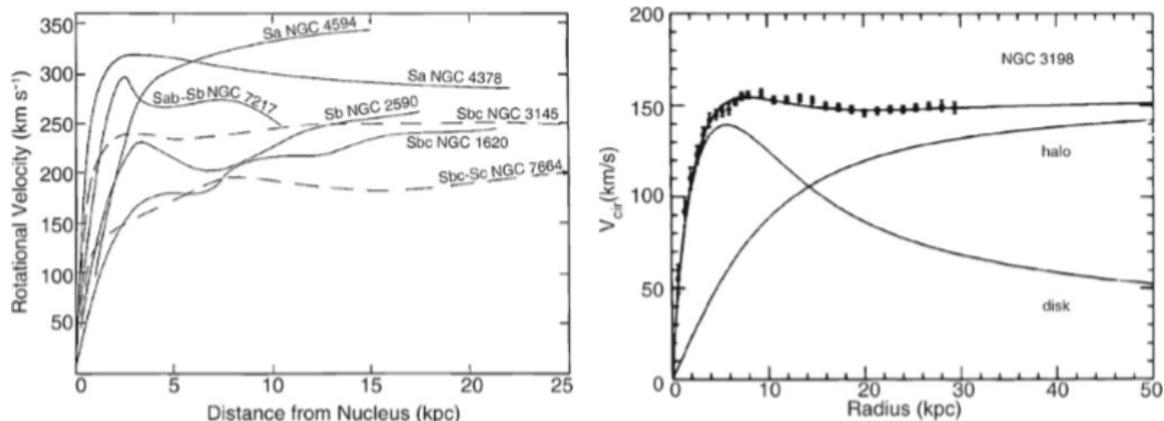


**Figura 3.1:** Grafico che mostra il parametro di rotazione,  $(v/\sigma)^*$ , in funzione della magnitudine assoluta. I pallini indicano galassie ellittiche, le croci bulge di galassie a disco (Schneider 2006, p. 94).

della cinematica osservata con modelli teorici in cui non viene considerata la presenza di materia oscura richiedono l'inserimento di un alone massivo di materia.

### 3.2 Cinematica delle galassie a spirale

Una descrizione generale della cinematica delle galassie a spirale si scompone nell'analisi dei moti stellari nel bulge e nel disco. La dispersione di velocità, soprattutto a raggi intermedi, risulta una combinazione dei moti di queste due componenti. Inoltre vi è contaminazione della luce proveniente dal disco nel momento in cui si va ad analizzare solo il bulge e viceversa. Nelle galassie a disco è presente una cospicua quantità di polvere che provoca l'estinzione della luce. L'insieme di analisi cinematica e fotometrica dei bulge permette di affermare che essi seguono le stesse leggi di correlazione che generano il piano fondamentale (Capitolo 2.1) viste per le galassie ellittiche, aspetto che suggerirebbe che bulge e galassie ellittiche abbiano avuto una storia di formazione simile, tenendo sempre in considerazione che l'origine del piano fondamentale è ancora sconosciuta. Mappe cinematiche ottenute da osservazioni di galassie edge-on mostrano che la cinematica del bulge varia in maniera graduale con la distanza dal piano centrale. Ricavando i valori  $v_{max}$  e  $\sigma_0$ , come per le ellittiche, si nota che in media le velocità rotazionali dei bulge risultano maggiori di una ellittica delle stesse dimensioni, con un rapporto  $(v/\sigma)^*$  vicino all'unità, che indica schiacciamento per rotazione. Altre osservazioni hanno permesso di affermare che sistemi con isofote a scatola ruotano in maniera cilindrica: tali bulge sono stati modellati come sistemi schiacciati per rotazione in maniera asimmetrica, caratteristiche che possono essere anche attribuite a una struttura a barra prolata. Misure che hanno coinvolto il disco, invece, hanno mostrato che per tutte le galassie face-on, ad ogni raggio è possibile osservare che  $v_{los} \gg \sigma_{los}$ : le stelle seguono orbite approssimativamente circolari con piccoli moti random, ricavabili dagli spettri stellari. Si osserva che, in analogia con quello che si osserva per il gas, la rotazione stellare aumenta rapidamente con il raggio nelle zone vicino al centro e successivamente si appiattisce, fino a rimanere costante. Ciò che non è possibile osservare, a differenza della componente gassosa di HI, è la cinematica delle stelle nelle zone più esterne del disco, poichè sono troppo otticamente deboli. Nel confronto



**Figura 3.2:** A sinistra: esempi di curve di rotazione di galassie a spirale. A destra: l'esempio di NGC 3198. Sono mostrate la curva aspettata dalla materia visibile (disk) e la curva necessaria affinché venga spiegata la curva osservata (halo). Nelle zone centrali si è considerato solo il contributo della materia visibile (Schneider 2006, p. 101).

fra le curve di rotazione di stelle e gas, ottenute tramite l'espressione  $v(r)^2 = GM(r)/r$ , è interessante citare una frazione di galassie S0 dove si mostra una rotazione complementare delle due componenti. Questo fatto indicherebbe qualche evento che ha stravolto la cinematica del sistema, quale un accrescimento tardivo e distruzione mareale di una piccola galassia satellite. Una delle informazioni più interessanti che è possibile ricavare dalla cinematica delle galassie a disco è l'informazione sulla distribuzione degli aloni materia oscura tramite l'analisi delle curve di rotazione. Come è possibile vedere in Figura 3.2, si osserva un andamento al variare del raggio come descritto nella sezione precedente: per piccoli raggi si ha un andamento lineare con la distanza e successivamente si appiattisce fino a diventare costante. Ricordando che la curva di rotazione è una proprietà del campo gravitazionale della galassia, si ottiene tramite l'uguaglianza

$$v^2(R) = GM(R)/R \quad (3.3)$$

dove compaiono l'accelerazione centrifuga e gravitazionale. Quello che diventa rilevante è allora la massa del sistema e quindi la sua distribuzione di densità, che determina una specifica forma delle curve di rotazione. Per ottenere la forma osservata in Figura 3.2 si individuano principalmente due range di distribuzione di massa: nel bulge, la distribuzione va come  $\rho_{bulge} \propto r$ , mentre nelle zone esterne è necessaria una distribuzione del tipo  $\rho_{alone} \propto 1/r^2$ . Proprio l'analisi della cinematica dell'alone dimostra che deve esserci una componente di massa che però non è osservabile. Le misure di HI, tramite la riga a 21 cm, potrebbe giustificare la curva osservata, ma fino al punto in cui il gas smette di essere presente: ci si aspetterebbe poi la caduta kepleriana, ovvero un andamento della curva proporzionale a  $1/r^{1/2}$ . Questo andamento non si osserva nella curva di rotazione delle galassie a disco, costringendo a ipotizzare l'esistenza di una ulteriore componente di massa, ovvero la materia oscura. Questo scenario, fondamentale nello studio della formazione ed evoluzione delle galassie, vede questi sistemi inseriti in aloni di materia oscura, che ne permettono il collasso iniziale e successivamente il loro mantenimento.

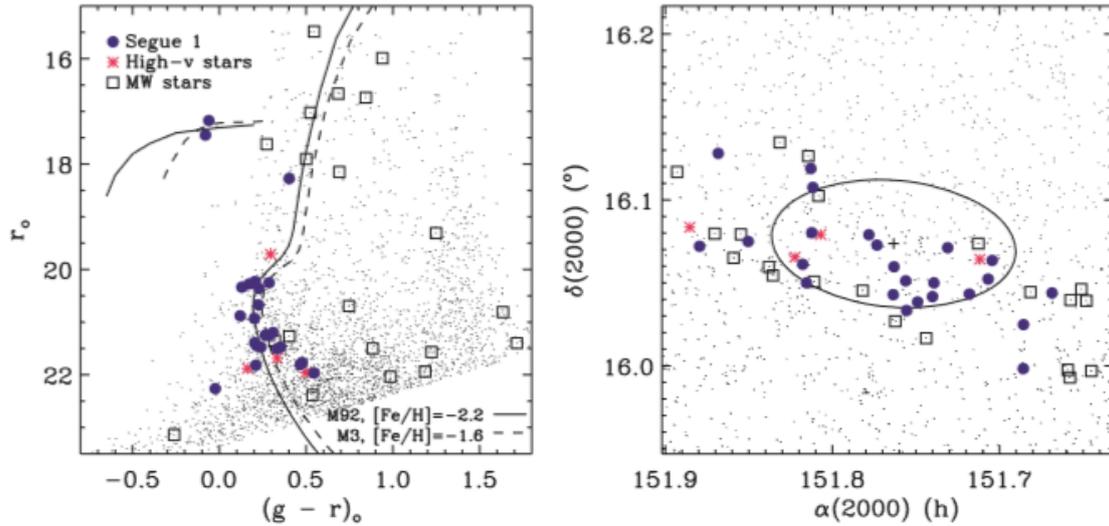
## Capitolo 4

# La galassia Segue 1

Le grandi surveys di recente realizzate, come la Sloan Digital Sky Survey, hanno permesso di ottenere molti dati su una classe particolarmente interessante di galassie sferoidali nane, chiamate *ultra-faint dSphs*. Le loro caratteristiche principali si possono riassumere come segue: luminosità molto basse, inferiori a  $M \simeq -1.5$ ; dimensioni comparabili a quelle degli ammassi globulari, anche se è fondamentale sottolineare che prove sia spettroscopiche, sia cinematiche e sia di composizione chimica dimostrano che necessariamente sono da considerarsi galassie; metallicità molto basse dell'ordine di  $[Fe/H] \simeq -3.5$ , più basse di qualsiasi ammasso globulare; un rapporto  $M/L$  molto alto.

Segue 1 è una galassia sferoidale nana, satellite della Via Lattea. Scoperta nel 2007 da Belokurov et al. come una sovradensità di stelle risolte, può essere considerata come una bellissima commistione di tutti gli aspetti descritti in questo lavoro: mostra come morfologia, fotometria e cinematica siano intimamente collegate fra loro e con la storia evolutiva e di formazione della galassia stessa. Segue 1 è considerata la galassia meno luminosa mai osservata (Geha et al. 2009). Il rapporto massa-luminosità è particolarmente significativo, poichè risulta molto elevato. Ciò significa che in questa galassia vi è moltissima materia che però non è riconoscibile tramite radiazione elettromagnetica, ovvero sotto forma di luce. Questo è uno degli aspetti più interessanti, che accomuna le altre galassie sferoidali nane visibili nel Gruppo Locale: costituiscono una prova fondamentale per l'esistenza della materia oscura. Si ricorda che il Gruppo Locale consiste in un gruppo di galassie, del quale fa parte anche la Via Lattea, contenute in una zona di raggio  $\simeq 1$  Mpc dalla nostra galassia, composta di circa 35 galassie. Nelle galassie sferoidali nane, la densità di materia oscura è estremamente elevata

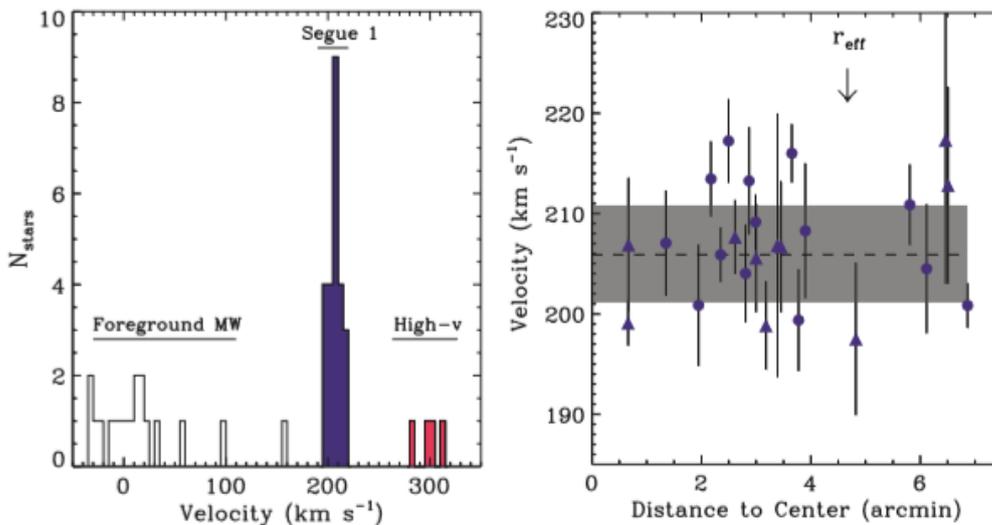
La distanza di questa galassia, stimata tramite isocrone, è pari a  $23 \pm 2$  kpc, mentre la magnitudine assoluta  $M_V = -1.5^{+0.6}_{-0.8}$ . Non è stato rilevato contenuto di gas, con un limite di gas HI osservato di meno di  $10 M_\odot$ , consistente alle altre sferoidali nane. Il gas infatti con molta probabilità è stato espulso dalla galassia via ram pressure o consumato nella formazione di stelle indotta dalle forze mareali. La posizione di Segue 1 coincide spazialmente con la corrente del Sagittario (Figura 4.1). Ciò è chiaramente fonte di difficoltà, poichè per una stima veritiera della massa è necessario riconoscere le stelle che appartengono solo a Segue 1. La selezione è stata basata sulle velocità, calcolate per via spettroscopica, dichiarando che si considerano membri di Segue 1 solamente stelle con velocità radiale compresa fra  $190 < v < 220 \text{ km s}^{-1}$ . Si è rivolta perciò grande attenzione ai target per l'osservazione spettroscopica, necessaria per la stima della velocità radiale e per la misura della metallicità dalle righe di assorbimento. Le possibili sorgenti che maggiormente potevano influenzare la misura delle velocità radiali, data la posizione galattica di Segue 1, consistevano nelle stelle della Via Lattea in primo piano e le stelle associate alla corrente del Sagittario. Dal grafico in Figura 4.2, si possono riconoscere le stelle che appartengono alla Via Lattea, ovvero le stelle con velocità minori di  $100 \text{ km s}^{-1}$ , e le stelle del Sagittario. Si osservano anche quattro stelle di alta velocità,  $v \sim 100 \text{ km s}^{-1}$ , che chiaramente risultano non associate a Segue 1. Nella



**Figura 4.1:** A sinistra: diagramma colore-magnitudine di tutte le stelle del centro di Segue 1, all'interno di  $30'$ , tramite l'utilizzo del filtro Si sottolinea l'utilizzo di un filtro  $(g-r)_0$  che utilizza la SDSS. E' mostrato il confronto di due isocrone spostate per la distanza di Segue1, rispettivamente degli ammassi globulari M92 e M3. A destra: distribuzione spaziale delle stelle vicine a Segue1. Sono indicate anche le coordinate all'interno delle quali è situata la galassia (Geha et al. 2009, p. 1465).

misura della dispersione di velocità rientrano anche le stelle della galassia e il fatto che tutto il sistema sia all'interno di un sistema a sua volta rotante, con il rischio di sovrastimare la quantità. Dal grafico ( Figura 4.2) si può osservare la dispersione di velocità e la distanza dal centro. Da notare la bassa statistica: per l'analisi cinematica è stato utilizzato un campione che, una volta ripulito, si compone di 24 membri. In Figura 4.1 sono evidenziate gli elementi che sono stati selezionati per questo studio. La dispersione calcolata è pari a  $4.3 \pm 1.2 \text{ km s}^{-1}$ . Non vi è evidenza di rotazione e il fatto che i membri del campione stiano all'interno di  $2.5\sigma$  della velocità sistemica di Segue 1, come mostrato in Figura 4.2, conferma che allo stato attuale non ci siano elementi nel processo di essere marealmente strappati da Segue1.

Il calcolo della massa dinamica è applicabile nel momento in cui assumiamo il sistema sia dinamicamente rilassato, autogravitante, di simmetria sferica e non avente un moto rotazionale. Possibili configurazioni che possono sovrastimare la misura della massa, poichè potrebbero falsare la misura delle velocità, sono sistemi di binarie non risolte e interazioni mareali con la Via Lattea. Gli autori dimostrano che queste configurazioni in relatà non giustificano l'evidente presenza di materia oscura. La massa è stata misurata tramite due metodi diversi e poi confrontata per verificare la veridicità dei risultati. Nel primo metodo gli autori, assumendo una configurazione semplice come una sfera isotropa nella quale la massa segue la luce e un profilo di densità come quello di King, ottengono una massa totale per Segue 1 pari a  $4.5^{+4.7}_{-2.5} \times 10^5 M_\odot$ . La massa è stata calcolata tramite  $M = 167\beta r_c \sigma^2$ , dove il parametro  $\beta$  vale 8 per le dSphs,  $r_c$  è il raggio del profilo di core e  $\sigma$  è la dispersione media di velocità. Il secondo metodo, tramite le equazioni di Jeans e l'assunzione sia per il profilo di luce che per la materia oscura, costruisce il campo gravitazionale dove poi andare a inserire la massa stellare e sfruttare il moto delle stelle per ottenere la massa misurata del sistema. Si ottiene come risultato una massa pari a  $8.7^{+13}_{-5.2} \times 10^5 M_\odot$ , che entro gli errori sono più che soddisfacenti. Per il calcolo della stima della massa di materia oscura si è utilizzato un profilo di densità a cinque parametri, che bisogna assumere a priori. In questo caso, il profilo assunto è di tipo NFW. A causa della mancanza di gas, si considera che la massa barionica sia dovuta essenzialmente solo alle stelle. In assenza di materia non barionica, il rapporto M/L aspettato sarebbe  $M/L \simeq 3$ . Assumendo questo rapporto massa-luminosità, la velocità di



**Figura 4.2:** A destra: istogramma delle velocità di tutte le stelle del campione, le velocità sono corrette al sistema eliocentrico. L'identificazione di Segue1 corrisponde al picco vicino a  $v = 206 \text{ km s}^{-1}$ . A sinistra: grafico che mostra il confronto della distanza radiale dal centro di Segue 1 con la velocità eliocentrica. Sono indicati il raggio effettivo, raggio che contiene metà della luce, la velocità sistematica media (riga nera tratteggiata) e la velocità di dispersione (zona evidenziata in grigio) (Geha et al. 2009, p. 1467).

dispersione risulterebbe circa  $0.4 \text{ km s}^{-1}$ , valore che è al di sotto di  $3\sigma$  rispetto alla dispersione misurata, ovvero dieci volte più piccola. Combinando la magnitudine assoluta di Segue1 con la massa derivante dal primo metodo descritto, gli autori hanno calcolato un rapporto  $\ln M/L_V = 7.2^{+1.1}_{-1.2}$  ( $M/L_V = 1320^{+2684}_{-936}$ ), mentre dal secondo metodo  $\ln M/L_V = 7.8^{+0.5}_{-1.3}$  ( $M/L_V = 2440^{+1580}_{-1775}$ ).

Questa galassia, secondo gli autori, può essere un laboratorio perfetto per lo studio di fotoni  $\gamma$  derivanti dall'annichilazione di particelle di materia oscura, una possibile via indiretta per il suo studio, a causa dell'elevata concentrazione di materia oscura e la mancanza, d'altra parte, di possibili sorgenti gamma al suo interno. In base alla stima della sua massa, in Segue 1 la densità media di materia oscura risulta essere  $1.65 M_\odot \text{ pc}^{-3}$  all'interno di 50 pc. Assumendo un modello supersimmetrico per le particelle di materia oscura, viene proposto un flusso aspettato di fotoni pari a  $\Phi_\gamma = 5.5^{+10}_{-3.5} \times 10^{-10} \text{ fotoni cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ . Da sottolineare che però è un valore predetto e non ancora misurato. Fotoni gamma, come raggi X, di questa natura ancora non sono stati rilevati per nessuna galassia.

Infine, gli autori propongono l'inserimento di Segue 1 all'interno di un confronto più ampio, dove vengono prese in analisi altre galassie sferoidali nane più studiate e più luminose della nostra galassia (Figura 4.3): le quantità mostrate sono, oltre alla metallicità, anche  $M/L$  e  $M_{300\text{pc}}(M_\odot)$ , ovvero la quantità di materia contenuta all'interno di 300 pc, in un grafico dove in ascissa è posta la luminosità. La caratteristica più interessante che consegue da questo confronto, e della quale ancora non si è trovata spiegazione, è che chiaramente si nota è un trend discendente, con Segue1 che ricopre il ruolo di galassia più scura. Vediamo una relazione stretta e pulita. L'altro elemento interessante è il valore della massa all'interno di 300 pc che sembra risultare costante: la massa assume circa lo stesso valore, con un valore medio di  $10^7 M_\odot$ , indipendentemente dalla loro luminosità e dalle loro dimensioni. Questo fatto suggerirebbe allora l'esistenza di una scala caratteristica nei processi di formazione della galassia e nella fisica della materia oscura. Questo aspetto è talmente sconosciuto che rende alquanto difficile la sua riproduzione nelle simulazioni di materia oscura. Da notare una tendenza all'aumento della metallicità con l'aumentare della luminosità, ricordando che le metallicità di queste galassie rimane comunque bassa: più il sistema ha massa grande,



# Bibliografia

- [1] James Binney e Michael Merrifield. *Galactic Astronomy*. Princeton University Press, 1998.
- [2] Andrea Cimatti. *Appunti di formazione ed evoluzione delle galassie*. 2017.
- [3] Luca Ciotti. *Appunti di Astrofisica Extragalattica*. 2016.
- [4] Alan Dressler. «Galaxy morphology in rich clusters: implication for the formation and evolution of galaxies». In: *The Astrophysical Journal* 236 (1980), pp. 351–365.
- [5] Marla Geha et al. «The least-luminous galaxy: spectroscopy of the Milky Way satellite Segue 1». In: *The Astrophysical Journal* 692 (2009), pp. 1464–1475.
- [6] Peter Schneider. *Extragalactic Astronomy and Cosmology: an introduction*. Springer, 2006.