

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

**CLASSIFICAZIONE DELLE GALASSIE:
caratteristiche morfologiche, fotometriche e
cinematiche**

Tesi di Laurea

Presentata da:
Serena Negroni

Relatore:
Chiar.mo Prof.
Daniele Dallacasa

Sessione III
Anno Accademico 2019/2020

Indice

Introduzione	2
1 Morfologia delle galassie	2
1.1 Sequenza di Hubble	3
1.1.1 Galassie Ellittiche	4
1.1.2 Galassie Lenticolari	5
1.1.3 Galassie a Spirale	6
1.1.4 Galassie Irregolari	7
1.2 Classificazione di de Vaucouleurs	7
1.3 Correzioni e variazioni	8
2 Fotometria della galassie	9
2.1 Galassie Ellittiche	10
2.2 Galassie Lenticolari	11
2.3 Galassie a Spirale	12
3 Cinematica delle galassie	13
3.1 Galassie Ellittiche	13
3.2 Galassie a Spirale	15
Appendici	17
A Morfologia delle galassie	17
A.1 Sequenza di Hubble	17
A.2 Morfologia delle galassie a spirale	17
A.3 Altri tipi morfologici	18
A.4 Rappresentazioni grafiche e corrispondenze tra le due sequenze di classificazione morfologica	20
B Fotometria delle galassie	21
B.1 Funzione di Schechter	21
C Cinematica delle galassie	22
C.1 Massa viriale per una distribuzione di materia a simmetria sferica	22
C.2 Legge di Tully-Fischer	23
Riferimenti Bibliografici	25

Introduzione

Le galassie sono sistemi composti da stelle, oggetti compatti, gas interstellare, polveri e materia oscura gravitazionalmente vincolati tra loro. Rappresentano i mattoni costituenti dell'Universo. Possono essere aggregate in piccoli gruppi o grandi ammassi. Si differenziano molto in base alle loro proprietà e caratteristiche morfologiche. Estensioni tipiche della loro componente luminosa variano dai ~ 0.1 kpc alle decine di kiloparsec, mentre la luminosità ottica e la massa della componente stellare variano in un range compreso tra $10^3 - 10^{12}$ unità solari.

L'idea che il nostro pianeta potesse essere all'interno di un sistema celeste più complicato ed esteso di una semplice sfera rotante attorno ad una Terra fissa nel centro, si sviluppò a partire dal 1610 quando Galileo Galilei iniziò le osservazioni del cielo notturno con i primi telescopi, capendo che quella "*lattea striscia luminosa*"¹ era composta da singole stelle.

Verso la metà del '700 vennero osservate le prime nebulose: oggetti di cui la luce appariva sfocata e diffusa. L'interesse per questi oggetti crebbe tanto che nel 1774 l'astronomo Charles Messier ne classificò 103 sulla base delle loro caratteristiche osservative. Successivamente tale catalogo fu espanso dagli Herschel, William - padre - e John - figlio -, senza però indagare riguardo la loro natura o posizione nel cosmo.

Esse furono tra i primi oggetti extragalattici osservati, pertanto il dibattito scientifico e filosofico che ne derivò fu tale da mettere in discussione molte delle credenze vigenti fino a quel momento, in particolare riguardo la nostra posizione nello spazio e l'eventuale esistenza di qualcosa "al di là".

Le questioni si infittirono quando, nel 1845, l'astronomo irlandese Parsons (Lord Rosse) notò che alcune nebulose presentavano una chiara struttura a spirale. Ciò condusse al *Grande dibattito* del 1920 che vide confrontarsi gli astronomi H. Sharpley e H. Curtis riguardo le distanze di questi oggetti. Il primo riteneva che fossero nubi di gas situate all'*interno* della Via Lattea, mentre Curtis pensava fossero sistemi molto più distanti, addirittura *esterni*, e la nostra Galassia avrebbe potuto essere uno di questi.

Le conclusioni si trassero solo tre anni più tardi quando, grazie alle osservazioni effettuate con il *telescopio Hooker* all'osservatorio di Mt. Wilson - Los Angeles, l'astronomo americano E. Hubble fu in grado di risolvere alcune parti più esterne della nebulosa di Andromeda (M31) individuando gruppi di stelle variabili chiamate Cefeidi. Fu così in grado, attraverso la relazione tra il periodo di pulsazione dell'astro e la sua luminosità scoperta da Henrietta Levitt, di stimare la distanza della Nebula, scoprendo che era troppo lontana per poter essere interna alla Via Lattea.

Oggi la natura extragalattica delle galassie è chiaramente accertata e compresa. In questo elaborato cercheremo di classificare tali oggetti secondo le loro caratteristiche morfologiche, fotometriche e cinematiche. Si è cercato di dare il giusto grado di approfondimento a ciascuna parte, affrontando in modo più dettagliato le tematiche peculiari di ciascuna sezione; gli aspetti più tecnici, ma secondo me importanti per una esposizione il più possibile completa, sono stati riportati in appendice. Inoltre, per ragioni di spazio, anche la maggior parte delle immagini sono state collocate nelle appendici di riferimento.

1 Morfologia delle galassie

Un primo passo per comprendere la struttura e le proprietà di questi sistemi è fornirne una classificazione basata sulle caratteristiche intrinseche che siamo in grado di osservare

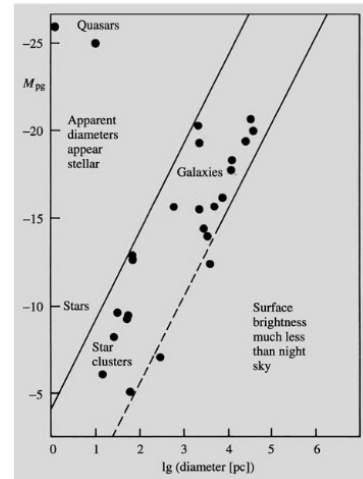
¹Il termine *Galassia* deriva dal greco, Galaxias che a sua volta deriva dalla parola gala, galaktos, ossia latte in riferimento all'episodio mitico in cui Era, accortasi, a seguito di un tranello operato da Zeus, che stava nutrendo un bambino sconosciuto (Eracle), respingendolo "sporco" il cielo notturno di latte.

studiandone la *radiazione elettromagnetica* emessa. Bisogna però prestare attenzione ad alcuni fattori quando si procede ad una tale schematizzazione:

- le galassie non sono oggetti con un margine ben netto e definito;
- le immagini dipendono dalla lunghezza d'onda della radiazione a cui operiamo le osservazioni, dall'orientazione dell'osservazione e dalla scala di risoluzione;
- le immagini delle galassie che siamo in grado di ottenere sono limitate ad una frazione di “*galassie visibili*”, ovvero sufficientemente grandi e luminose da poter essere rilevate nel cielo.

Quindi la luminosità in funzione della distanza e il raggio della galassia devono essere in un rapporto vantaggioso come mostrato in fig.1. Se essa ha un raggio troppo grande rispetto la sua magnitudine (superficie di brillantezza piccola, si veda par.2) sparisce rispetto le luci di sottofondo del cielo notturno. Viceversa, se il raggio è troppo piccolo appare come una stella. [5]

Pertanto osserveremo che, nonostante le classificazioni proposte cercano di basarsi sull'osservazione di ciò che è “fisicamente importante” valutando parametri il più possibile oggettivi, largo margine è lasciato alla soggettività del metodo.



1.1 Sequenza di Hubble

La prima classificazione morfologica delle Galassie fu presentata da Hubble nel 1926 nel suo libro *The Realm of the Nebulae*. Esse erano suddivise in quattro classi principali: **ellittiche** (E), **lenticolari** (S0), **spirali** e **irregolari** (Irr). (Fig.2)

Figura 1: Magnitudini e diametri degli oggetti extragalattici osservabili. Solo quelli nella stretta regione delimitata dalle rette possono essere facilmente rilevati.

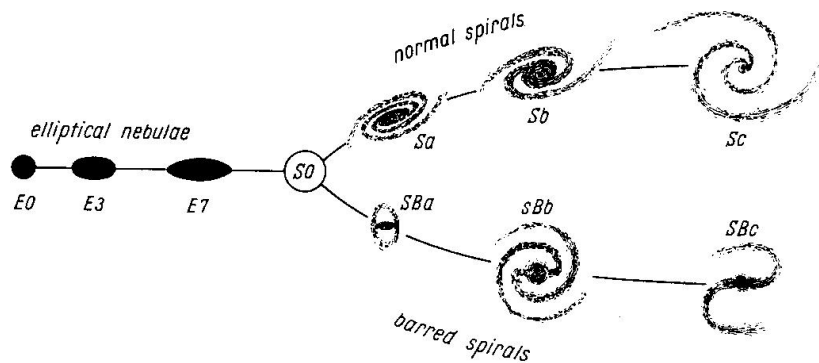


Figura 2: Sequenza di Hubble. Diagramma a diapason delle tipologie delle galassie.

Le spirali a loro volta vennero distinte tra **spirali barrate** (SB) e **spirali normali** (S) a seconda della presenza o no della barra centrale. Le galassie lenticolari, invece, sono una classe di transizione tra quelle ellittiche e spirali e anch'esse possono essere barrate (SB0) o normali (S0).

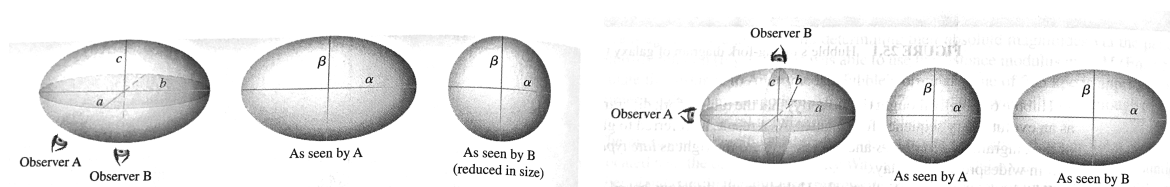
Originariamente Hubble interpretò incorrettamente la sequenza, pensandola come un percorso evolutivo delle galassie: quelle a sinistra della forcella (ellittiche e lenticolari) furono battezzate *early type* (ETGs), mentre quelle a destra (spirali e irregolari) *late type* (LTGs). [8]

1.1.1 Galassie Ellittiche

Le galassie ellittiche appaiono nel cielo come concentrazioni sferoidali di stelle in cui la densità diminuisce in modo regolare verso l'esterno (fig 17 in appendice A.3). Esse vengono classificate in base alla loro **ellitticità** osservata:

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

dove a e b sono rispettivamente il semiasse maggiore e minore apparente dell'ellisse rappresentante la galassia proiettata sul piano del cielo. In tal modo ciascuna galassia ellittica viene identificata da una classe E_n dove $n = 10\epsilon$: galassie E_0 appaiono sferiche, mentre E_7 presentano un schiacciamento dominante su uno dei due semiassi. $\epsilon = 0.7$ non è stato scelto a caso come limite superiore, infatti non esistono schiacciamenti maggiori a causa della *Bending instability*². Anche se l'ellitticità ci dà informazioni riguardo la forma³ *apparente* della galassia proiettata sul piano del cielo, la quale potrebbe non corrispondere a quella effettiva a causa dell'orientazione della linea di vista rispetto la quale operiamo le osservazioni (Fig 3), il limite massimo dello schiacciamento non è dovuto ad un effetto prospettico, ma ad un vincolo legato al rapporto assiale il quale può essere al massimo pari a 1:3, corrispondente all'incirca ad una E_7 . [6]



(a) Galassia a *sferoide oblato* vista di classe E_4 dall'osservatore A e ridotta alla classe E_0 per l'osservatore B.

(b) Galassia a *sferoide prolato* vista di classe E_0 dall'osservatore A, mentre di classe E_4 per l'osservatore B.

Figura 3: Per osservatori collocati in posizioni diverse, uno stesso sferoide oblato o prolato può apparire più o meno schiacciato.

Determinare la forma tridimensionale esatta di una galassia ellittica è una questione ben più complessa (alcuni accenni sono riportati in 2.1); basti sapere che comparando distribuzioni statistiche di rapporti assiali con l'evidenza osservativa del *isophotal twisting* (si veda più avanti par.2.1), risulta che la distribuzione tridimensionale di massa di questo tipo di galassie è per la maggior parte di tipo *ellissoide triassiale*. Nel caso non venisse osservato *isophotal twisting* altri metodi osservativi associati alla presenza di gas freddo su piano orbitali distinti, possono darci indicazioni riguardo la forma tridimensionale vera.

Altre distinzioni morfologiche delle galassie ellittiche sono: [8]

- **Galassie cD**: oggetti rari, ma molto luminosi e con dimensioni che possono raggiungere i Megaparsec, se si considerano i getti di plasma non termico che si espandono nell'alone. Solitamente si trovano al centro di grandi e densi ammassi di galassie. Hanno masse comprese tra le 10^{13} e $10^{14} M_{\odot}$;
- **Galassie ellittiche normali**: oggetti più compatti che a loro volta si suddividono in ellittiche giganti (gE), intermedie (E) e compatte (cE), con diametri che vanno

²Fenomeno di instabilità dinamica per cui se si prova a costruire un oggetto autogravitante troppo allungato, le orbite si "ripiegano" su sé stesse nella direzione "troppo" allungata. Questa instabilità diventa dominante attorno a rapporti assiali di 1 a 3; ovvero attorno ad una E_7 .

³Le forme tridimensionali di ellissoidi possibili possono essere: *ellissoide triassiale*: i tre assi hanno misure diverse; *ellissoide prolato*: solido ottenuto per rotazione di un ellisse attorno l'asse maggiore (b) e *ellissoide oblato*: solido ottenuto per rotazione di un ellisse attorno l'asse minore (a).

dal kiloparsec a qualche centinaia di kiloparsec; la loro massa varia nell'ordine di $10^8 - 10^{13} M_{\odot}$;

- **Galassie ellittiche nane** (dE): sono oggetti molto più piccoli e meno luminosi. I diametri vanno da 1 a 10 kpc, mentre le masse oscillano tra 10^7 e $10^8 M_{\odot}$.

Inoltre nel *Gruppo Locale*⁴ sono presenti **galassie nane sferoidali** (dSph). Esse sono oggetti di dimensioni simili alle galassie ellittiche nane, ma molto meno luminose e con densità di stelle inferiori. [1]

In generale possiamo identificare altri tratti comuni a molte galassie ellittiche. Sono oggetti che emettono luce tendenzialmente *rossastra* dovuta alla presenza di stelle vecchie. Sono povere del gas, sia caldo ($T \sim 1-3 \cdot 10^7 K$)⁵ che freddo ($T = 10-100 K$), responsabile della formazione stellare, infatti si osservano tassi di formazione molto bassi (**galassie ellittiche quiescenti**) o praticamente nulli (**galassie ellittiche passive**). [2]

Inoltre molte delle galassie ellittiche e sferoidali presentano nel loro centro un **buco nero supermassiccio**⁶ (SMBH) ed esistono delle relazioni di scala empiriche che legano la massa del buco nero (BH) con quella della galassia o con la dispersione di velocità delle stelle σ (si veda sez.3):

- $M_{BH} \propto M_{stars}^{\alpha}$ *Relazione di Magorian;*
- $M_{BH} \propto \sigma^{\alpha}$ con $\alpha = 4 - 5$

1.1.2 Galassie Lenticolari

Si trovano a metà della sequenza di Hubble, tra le galassie ellittiche e quelle a spirale. Si distinguono tra **S0** e **SB0** (Fig.18 in appendice A.3).

S0 : Sono caratterizzate da un centro molto luminoso (**bulge**) simile ad una galassia ellittica e una regione più esterna (**envelope**) dove la luminosità è più debole. Alcune galassie lenticolari presentano strutture intermedie tra bulge e envelope dette **lenti**.

Inoltre è possibile suddividerle in *tre ulteriori classi*: S01, S02 e S03 in base alla quantità di polveri in grado di assorbire la radiazione. Nelle S01 è praticamente assente, mentre molto abbondante nelle S03. [3]

SB0 : Si differenziano dalle S0 per la presenza di una struttura a barra che si estende simmetricamente dal centro verso le regioni esterne. Anche questo tipo di lenticolari si suddivide in SB01, SB02 e SB03 in base alla quantità di polvere assorbente presente che accentua più o meno la presenza della barra.

Le luminosità e masse delle galassie lenticolari sono comparabili con quelle delle ellittiche più estese. Tendenzialmente sono più numerose galassie lenticolari nane rispetto quelle giganti, anche se sono più difficoltose da osservare.

Generalmente, come nelle ellittiche, è presente molto poco gas, pertanto non si osservano processi di formazione stellare e sono di colorazione tendenzialmente rossastra in banda ottica.

⁴Gruppo di galassie in cui è inserita la Via Lattea. Non è denso tanto quando un ammasso di galassie, ma sufficientemente da aggregare gravitazionalmente galassie diverse. Oltre alla nostra Galassia con le sue galassie satellite più piccole, ne fa parte Andromeda e rispettivi sistemi minori.

⁵In realtà si osservano tracce di gas caldo perso dalle stelle durante le loro fasi evolutive (supernovae e venti stellari) e rimasti gravitazionalmente intrappolati all'interno della galassia.

⁶Sono definiti *Supermassicci* in relazione ai buchi neri stellari che si originano a conclusione del processo evolutivo di stelle con masse superiori a $8 M_{\odot}$. Buchi neri stellari possono raggiungere masse fino alle $50-60 M_{\odot}$, mentre le masse dei SMBH sono nell'ordine di $10^8 - 10^9 M_{\odot}$.

1.1.3 Galassie a Spirale

Corrispondono alla parte biforcata della sequenza di Hubble. Di tutte le classi di galassie sono quelle che presentano una struttura più complessa⁷, nello specifico di distinguono le seguenti componenti (fig.14 e successive in appendice A.2):

BULGE : è la zona centrale e può essere un *bulge* “classico” (fig.15) se simile ad una galassia E o S0. La densità stellare è alta rispetto al disco circostante e sono presenti principalmente stelle vecchie con una bassa metallicità,⁸ mentre è molto scarsa la componente di gas, pertanto la radiazione emessa è tendenzialmente rossastra. Altrimenti può essere uno *pseudobulge* (fig.16) se le stelle sono generalmente più giovani, più metalliche ed hanno una componente di rotazione più marcata. In entrambi i casi le dimensioni sono nell'ordine di pochi kpc. Come nel caso delle ellittiche, nel centro è presente un buco nero supermassiccio; [1]

DISCO SOTTILE : è composto principalmente da mezzo interstellare freddo, molecole e polveri. Essi si dispongono in strutture a spirale lungo le quali avviene formazione stellare. Pertanto le popolazioni di stelle presenti, essendo di recente creazione, hanno una metallicità superiore alle altre e la loro radiazione è tendenzialmente bluastra;

DISCO SPESSO : simile al disco delle galassie lenticolari S0. È composto da stelle più vecchie;

ALONE : Si estende tutto intorno alla galassia e presenta una bassa densità di stelle corrispondente ad una piccola percentuale della luminosità totale. Le stelle, di antica formazione, possono essere raggruppate in ammassi globulari o essere singolarmente sparse;

BARRA : è presente in circa il 60% delle galassie a spirale. Essa è una struttura a forma di ellissoide prolato molto schiacciato (rapporto assiale 1:5) allineata con l'asse maggiore della galassia lungo il piano galattico. Si forma a causa di perturbazioni di origine gravitazionale ed è composta principalmente da stelle di popolazione relativamente vecchia, che si muovono lungo di essa con moti dalla cinematica complessa.

I **BRACCI**, invece, non sono vere e proprie strutture materiali ma rappresentano come gas e polveri si dispongono all'interno della galassia per ragioni di instabilità dinamica. Lungo di essi si hanno i tassi più elevati di formazione stellare.

Oltre alla distinzione tra galassie spirali barrate o normali si hanno **tre ulteriori distinzioni** (identificate dalle lettere a, b, c) valutate in base alla combinazione delle seguenti tre caratteristiche: [3]

1. la prevalenza, in termini di luminosità, del bulge rispetto il disco nella distribuzione totale di luminosità: dalla Sa alla Sc il disco domina sempre di più rispetto il bulge;
2. la strettezza con cui sono avvolti i bracci: dalla Sa alla Sc diminuisce;
3. il grado di risoluzione del disco di stelle e delle regioni di HII: nelle Sa i bracci sono poco risolti caratterizzati da una forma continua e regolare, mentre nelle Sc sono ben identificati.

⁷si veda l'appendice A.2 per una rappresentazione grafica che può aiutare nella comprensione.

⁸La metallicità di una stella rappresenta l'abbondanza di metalli più pesanti di idrogeno ed elio presente al suo interno. Secondo le teorie di evoluzione stellare i metalli si formano come conseguenza dei processi di nucleosintesi che avvengono all'interno di esse, per poi essere espulsi, arricchendo l'ambiente circostante, con fenomeni di perdita di massa (venti, esplosioni di supernovae). Quindi stelle formate in epoche cosmologiche più recenti avranno tassi di metallicità più alti rispetto quelle formate in epoche più antiche dato che si sono plasmate in un ambiente arricchito con questa classe di elementi. Ovviamente quando osserviamo un bulge non siamo in grado di risolvere le singole stelle, pertanto la metallicità viene stimata osservando la composizione del gas interstellare in cui esse si trovano.

Esse sono valide anche per le spirali barrate.

La radiazione emessa da questo tipo di galassie è in un range di lunghezze d'onda minori rispetto a quella emessa dalle ellittiche a causa della presenza di stelle di recente formazione di tipo O e B. Presentano, inoltre, gas multifase: **neutro e freddo** ($T=10-100$ K), **neutro e warm** ($T=100-10^3$ K) responsabile dell'emissione a 21 cm tipico delle regioni HI, **ionizzato e caldo** ($T=10^{6-7}$ K) e **regioni HII** ($T=10^4$) associate a zone di formazione stellare. [1]

1.1.4 Galassie Irregolari

In questa classe di galassie rientrano tutte quelle che non presentano peculiari simmetrie nella struttura. Hubble le divide in tre classi (Fig.19 in appendice A.3).

- **Galassie irregolari I** (Irr I): sono presenti degli accenni di strutture, ma non abbastanza per essere ricondotti ad un tipo più specifico;
- **Galassie irregolari II** (Irr II): non è riconoscibile nessun tipo di struttura organizzata;
- **Galassie irregolari nane** (dIrr): sono galassie situate principalmente nel gruppo locale. Presentano grandi quantità di gas e tassi di metallicità bassi, pertanto emettono principalmente radiazione nella parte blu dello spettro elettromagnetico.

Tipicamente sono presenti molte stelle di tipo O e B che rendono queste galassie molto luminose nelle rispettive bande. Sono oggetti con diametri nel range di 1 - 10 kpc e masse tra le $10^8 M_{\odot}$ e $10^{10} M_{\odot}$. Molte galassie irregolari tendono ad avere barre molto marcate spesso collocate fuori dal centro.

1.2 Classificazione di de Vaucouleurs

La sequenza di Hubble fu rivisitata e ampliata da Gerard de Vaucouleurs nel 1959 (Fig.4). Egli riteneva che la suddivisione delle galassie a spirale e irregolari proposta da Hubble non rispecchiasse correttamente l'ampia varietà di questo tipo di oggetti. Aggiunse quindi le seguenti tipologie che permisero una classificazione più fine di molte galassie che precedentemente rientravano nella classe delle irregolari:

- **Sd (SBd)**: classe che si sovrappone e amplia le Sc/SBc. In essa i bracci sono diffusi e composti da ammassi stellari e nebulose. Il bulge è molto poco luminoso.
- **Sm (SBm)**: rientrano galassie in apparenza irregolari, che non presentano il bulge;
- **Im⁹**: galassie altamente irregolari, che non presentano nessuna caratteristica peculiare delle precedenti categorie.

Inoltre introdusse la notazione **SA** per le galassie in cui non è presente la barra, complementare alla notazione di Hubble **SB** per quelle in cui è presente. Aggiunse anche la categoria delle **SAB** per galassie debolmente barrate. Anche alle galassie lenticolari fu applicata tale distinzione, lasciando nella classe **S0** quelle per cui era impossibile stabilire se fosse presente la barra (**S0A**) o no (**S0B**).

Infine aggiunse la distinzione tra galassie **r** in cui sono presenti strutture ad *anello* e **s** in cui non lo sono. Galassie con caratteri ibridi vennero marcate come **rs**.

È molto interessante notare come questa classificazione più dettagliata si presti ad una schematizzazione visiva tridimensionale. Si riportano in appendice A.4 le illustrazioni. [4]

⁹La "m" sta per "Magellano" dato che rispettivamente, la *grande nube di Magellano* e la *piccola nube di Magellano* furono classificate Sm e Im.

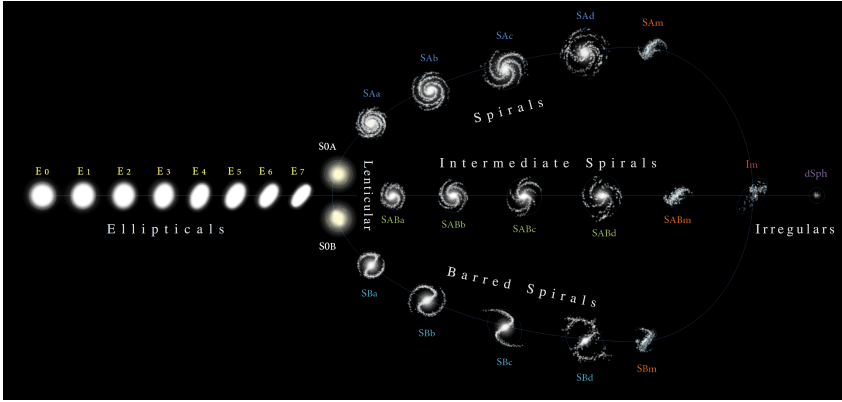


Figura 4: Sequenza di de Vaucouleurs.

La corrispondenza tra la sequenza di Hubble e quella di de Vaucouleurs è riportata nella tabella, che per ragioni di spazio si trova nell'appendice A.4. A ciascuno stadio evolutivo è stato associato un numero compreso tra -6 e +10: valori negativi corrispondono a galassie di tipo early (frazione maggiore di massa stellare contenuta nel centro rispetto il disco), mentre positivi a quelle di tipo late (frazione di massa maggiormente contenuta nelle ragioni esterne).

1.3 Correzioni e variazioni

Le classificazioni descritte finora sono tutte storicamente basate su immagini ottenute in banda ottica (400 - 700 nm), ma i moderni sviluppi di osservazioni in altri range dello spettro elettromagnetico, come l'ultravioletto (UV; 10 - 400 nm) e il vicino infrarosso (NIR; 750 - 2500 nm) hanno reso noto quanto la morfologia delle galassie sia strettamente legata alla lunghezza d'onda (Fig 5). La variazione di morfologia in base dalla banda di osservazione è parametrizzata dalla **correzione K morfologica** (da non confondere con la *correzione K cosmologica* per gli effetti di redshift dovuti all'espansione dell'universo). Essa è influenzata da due contributi principali della composizione delle galassie: [2]

1. le **popolazioni stellari**: stelle in fasi evolutive differenti hanno il picco di emissione di radiazione di corpo nero in regioni differenti dello spettro. Ad esempio morfologie UV sono influenzate principalmente da stelle calde e massicce di tipo O e B, localizzate nei bracci. Mentre per osservazioni in banda NIR dominano i bulges in cui sono presenti stelle più vecchie e fredde, pertanto più rosse;
2. l' **estinzione della polvere**: essa è associata a regioni di formazione stellare (dominanti per osservazioni UV) e ha un forte potere attenuante della radiazione a corta lunghezza d'onda. Può influenzare molto la morfologia di galassie spirali e irregolari (SFG), mentre le ETGs sono, generalmente, meno influenzate da queste riduzioni di luminosità a causa della scarsità di gas. [2]

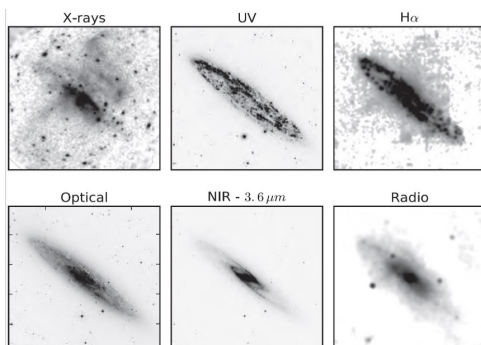


Figura 5: Variazione del tipo morfologico in base alla lunghezza d'onda alla quale si operano le osservazioni. Ricordando che $H\alpha$ corrisponde a una lunghezza d'onda di 656.28 nm.

Tuttavia sono in uso altre classificazioni che utilizzano come discriminante tra una tipologia di galassie e l'altra la predominanza stelle appartenenti a diverse classi spettrali.

Un esempio è lo *schema di Yerkes* creato dall'astronomo W. Morgan, padre del sistema MK di classificazione spettrale delle stelle; lo stesso utilizzato per la catalogazione delle galassie secondo questo metodo.

2 Fotometria della galassie

Per poter comprendere nel modo più completo e corretto possibile la *reale forma* delle galassie, non sono sufficienti delle immagini bidimensionali, ma è necessario ricostruire, tramite esse, la struttura tridimensionale. Perciò è necessario definire delle grandezze che ci permettono di analizzare sistematicamente la radiazione elettromagnetica emessa che rileviamo.

Si definisce **luminosità** l'energia trasportata dalla radiazione elettromagnetica per unità di tempo¹⁰. Anche se nel caso delle galassie è, in una certa misura, arbitraria, dato che sono oggetti senza un limite fisico ben definito, possiamo comunque definire una *funzione per la distribuzione di luminosità* $\Phi(L)dL$ che definisce la densità di galassie con luminosità compresa tra L e $L + dL$. Essa è ben rappresentata dalla **funzione di Schechter**, la quale ci permette di descrivere come la luminosità delle galassie sia statisticamente distribuita nello spazio ad un determinato redshift. Non entreremo nei dettagli della descrizione di questa distribuzione¹¹, ma basti sapere che essa riflette il fatto che la densità di galassie decresce esponenzialmente all'aumentare della luminosità.

Come già sottolineato (si veda 1.1.1) ciò che noi osserviamo di una galassia è la sua proiezione bidimensionale sul piano del cielo; pertanto è necessario stabilire una nuova grandezza che ci permetta di riferire la luminosità stimata all'unità di area "piatta" sottesa da essa.

Si definisce **brillanza superficiale** $I(\mathbf{x})$ la quantità di luce per unità di angolo solido¹² Ω , in un particolare punto \mathbf{x} dell'immagine. Sapendo che la quantità di radiazione emessa da una porzione di superficie sferica, presa sulla galassia, è misurata dal *flusso* F , ovvero dall'energia trasportata dalla radiazione per unità di tempo e area:

$$F = \frac{L}{4\pi D^2} \quad (2)$$

Quindi

$$I(\mathbf{x}) = \frac{F}{\Omega} = \frac{L/4\pi D^2}{R^2/D^2} = \frac{L}{4\pi R^2} \quad (3)$$

L'unità di misura è mag arcsec^{-2} oppure $L_{\odot} \text{pc}^{-2}$. Punti sulla figura di proiezione che possiedono lo stesso valore di brillanza superficiale sono collegati da curve chiamate *isofote* (Fig.6).

Osserviamo, inoltre, che la (3) varia in funzione della distanza radiale dal centro della galassia, definendo così il **profilo di brillanza superficiale**, ma non dipende dalla distanza a cui si trova l'osservatore¹³.

Chiamando R la distanza dal centro galattico, allora, in generale, la variazione della brillanza in funzione di R è descritta dal **profilo di Sérsic**:

$$I_{\lambda}(R) = I_{\lambda,e} \exp \left\{ -b(n) \left[\left(\frac{R}{R_e} \right)^{1/n} - 1 \right] \right\} \quad (4)$$

¹⁰Ovviamente dipende dalla lunghezza d'onda della radiazione cui operiamo le osservazioni. Esiste anche la luminosità integrata su tutte le lunghezze che prende il nome di *luminosità bolometrica*.

¹¹Per approfondire di veda l'appendice B.1.

¹²Se stiamo osservando una porzione di area con lato R in una galassia posta alla distanza D : $\Omega = R^2/D^2$.

¹³Quantomeno in un universo locale in cui possiamo considerare trascurabili gli effetti dell'espansione cosmica.

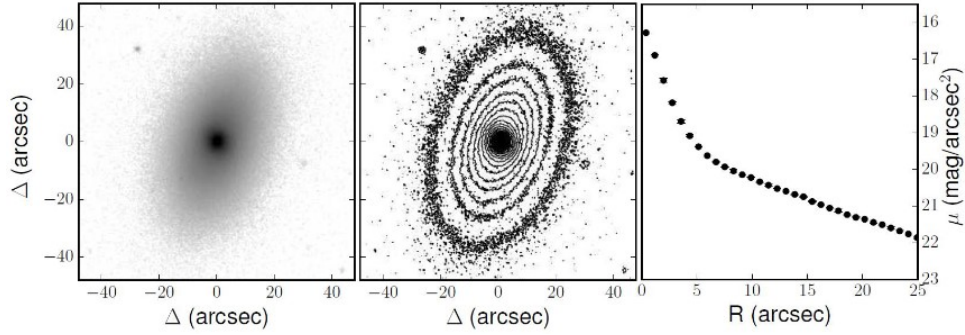


Figura 6: A sinistra: Immagine di una galassia lenticolare S0 in banda r (rosso, visibile); al centro: Isofote relative all'immagine di sinistra; a destra: Profilo di brillantezza associato alla galassia.

Si nota che anche la brillantezza superficiale è una grandezza che dipende dalla lunghezza d'onda λ . Gli altri parametri che troviamo nella formula sono:

- *Raggio effettivo (R_e)*: raggio delle isofote in cui, sul piano del cielo, è contenuto il 50 % del flusso totale della galassia;
- *Superficie di brillantezza effettiva (I_e)*: brillantezza superficiale della galassia ad una data lunghezza d'onda calcolata al raggio effettivo;
- $b(n)$: funzione adimensionale ben approssimata dall'andamento asintotico $b(n) = 2n - 1/3 + 4/405n$;
- n : **indice di Sérsic** che quantifica la curvatura del profilo di brillantezza, solitamente $1 < n < 10$.

In fig.7 sono riportati diversi andamenti del profilo di Sérsic al variare di n .

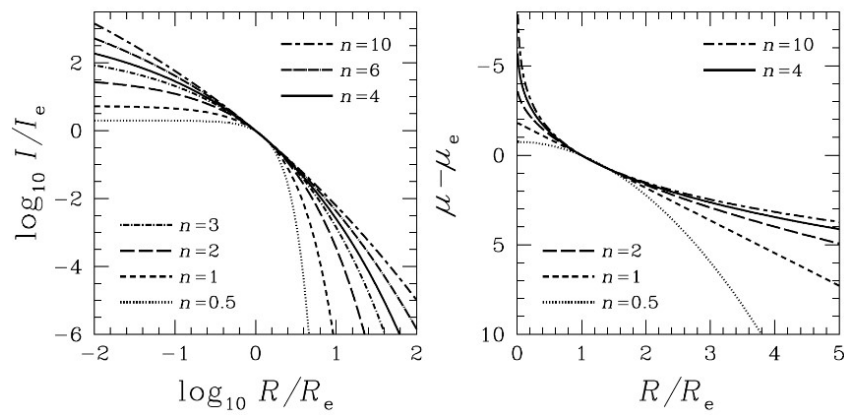


Figura 7: Esempi della funzione di Sérsic per diversi valori di n . A sinistra: andamenti logaritmici della superficie di brillantezza normalizzati a I_e in funzione del raggio effettivo R_e . A destra: lo stesso del grafico a sinistra, ma lineare in cui la superficie di brillantezza è stata espressa in magnitudini per arcsec^{-2} .

2.1 Galassie Ellittiche

Per galassie di tipo ellittico e lenticolare, la radiazione emessa dalla stelle alle lunghezze d'onda della luce visibile è la componente dominante sul totale. Generalmente non è possibile risolvere le singole luminosità di ogni stella facenti parte della galassia, perciò

abbiamo introdotto la nozione di profilo di brillanza che meglio approssima la distribuzione della luce irradiata da questi oggetti.

In prima approssimazione ciascuna isofota associata all'emissione stellare delle galassie ellittiche può essere descritta da un'ellisse¹⁴ caratterizzata da un *angolo di posizione*, definito come l'angolo tra il nord e il semiasse maggiore della galassia, calcolato in senso antiorario. Si è osservato che nella maggior parte delle galassie ellittiche l'angolo di posizione varia sistematicamente al variare della distanza dal centro galattico, di conseguenza le isofote di una stessa galassia possono non essere coassiali. Questo fenomeno viene detto *isophotal twisting*. Le conseguenze di ciò sono molto importanti rispetto la comprensione della forma tridimensionale di questi oggetti. Infatti, geometricamente si può dimostrare che la proiezione di un ellissoide *trasparente*¹⁵ è un ellisse. Allora, schematizzando la nostra galassia come un insieme di gusci ellissoidali concentrici aventi densità costante, le cui proiezioni sul piano del cielo sono proprio le isofote, se si osserva isophotal twisting sicuramente non si tratta di un solido di rotazione dato che variano i rapporti tra gli assi. Deve essere per forza un ellissoide triassiale. Allora è chiaro che determinando sperimentalmente la geometria delle isofote è possibile dedurre quale sia la forma tridimensionale di una galassia ellittica.

Il profilo di brillanza delle galassie ellittiche fu ricavato empiricamente per la prima volta dall'astronomo francese G. de Vaucouleurs e da sua moglie Antoinette nel 1948, i quali, osservando la brillanza superficiale per un campione di galassie e introducendo il concetto di *raggio effettivo*, ottennero una legge empirica che metteva in relazione l'andamento della luminosità (ricavata come spiegato in 2.3) in funzione del raggio R , rispetto la brillanza misurata al centro della galassia $I(0)$.

$$I(R) = I(0) \exp \left[-7.67 \left(\frac{R}{R_e} \right)^{1/4} \right] \quad (5)$$

Tale relazione è genericamente identica per la maggior parte delle galassie ellittiche in cui si è normalizzato il profilo di brillanza al raggio effettivo. Pertanto, nonostante le differenze morfologiche, questo tipo di sistemi sono tutte variazioni di uno *stesso modello intrinseco*.

Osserviamo, inoltre, che la **legge di de Vaucouleurs** (5) corrisponde al profilo di Sérsic nel caso di $n = 4$. Nel caso in cui si lasci n come parametro libero, effettuando un fit tra i valori delle brillanze superficiali e l'espressione analitica le migliori corrispondenze si trovano da $n \approx 2$ per ellittiche **poco luminose** a $n \approx 10$ per ellittiche **molto luminose**.

2.2 Galassie Lenticolari

Come approfondito nella sezione 1.1.2, generalmente, le lenticolari sono formate da un bulge centrale e da un disco esteso in cui talvolta sono presenti bracci estremamente poco definiti.

Il profilo di brillanza non è ben rappresentato dalla singola legge di Sérsic, come nel caso delle ellittiche, ma è necessario suddividerlo in *due componenti*. Una parte riguardante il bulge, che segue un profilo a legge di potenza riconducibile a quello di Sérsic per $n \gtrsim 2$, ed una riguardante il disco, che segue un andamento esponenziale ($n \approx 1$). Questo doppio comportamento è rilevabile anche nelle proiezioni delle isofote: il centro presenta bassi valori di ellitticità (circa sferico), mentre aumentano spostandosi a raggi maggiori.

¹⁴Mentre in generale le isofote delle ETGs deviano rispetto un'ellisse perfetta. In base al grado di variazione si distinguono tra galassie ellittiche *a disco* o *a scatola*.

¹⁵Definiamo un sistema *trasparente* quello per cui, per ogni direzione di osservazione rispetto il piano del cielo, nessuna stella o nube di polvere oscura gli astri retrostanti.

2.3 Galassie a Spirale

Per descrivere correttamente il profilo di brillantezza di questa classe di galassie, è necessario distinguere tra bulge e disco, essendo queste le due macrostrutture che le caratterizzano.

Il **BULGE** è la componente sferoidale presente nel centro di questi sistemi. Come già osservato in 1.1.3 ne esistono di due tipologie, ciascuna caratterizzata da un proprio andamento della radiazione stellare:

bulge classici : hanno molte proprietà in comune con le galassie ellittiche, infatti il profilo radiale di luminosità segue quello di Sérsic con indici $2 < n \lesssim 4$. La densità stellare è elevata;

pseudobulge essendo più schiacciati e con concentrazioni minori di stelle hanno un indice di Sérsic basso ($n \lesssim 2$).

Il **DISCO** di stelle rotante è la caratteristica principale di queste galassie. Per studiarne il profilo di brillantezza, bisogna però prestare attenzione all'angolazione con cui si osserva la galassia: *face-on* (di fronte) oppure *edge-on* (di taglio) (8).



Figura 8: A sinistra: vista face-on, a destra: vista edge-on della stessa galassia.

Un disco visto face-on è ben descritto da un **profilo esponenziale** per la superficie di brillantezza, corrispondente alla legge di Sérsic avente $n = 1$:

$$I(R) = I_0 \exp\left(-\frac{R}{R_d}\right) \quad (6)$$

in cui I_0 è la superficie di brillantezza al centro ($R=0$), mentre R_d è il raggio dell'andamento esponenziale, solitamente chiamato **altezza scala del disco**¹⁶ e tipicamente ha dimensioni nell'ordine di 1-10 kpc.

Osserviamo che la (6) è facilmente integrabile rispetto un raggio dato R , otteniamo così la *luminosità totale del disco*:

$$\begin{aligned} \mathbf{L}(\mathbf{R}) &= 2\pi \int_0^R I_0 \exp\left(-\frac{R'}{R_d}\right) R' dR' \\ &= 2\pi I_0 R_d^2 \left[1 - \exp\left(-\frac{R}{R_d}\right) \left(1 + \frac{R}{R_d}\right)\right] \\ &\xrightarrow{R \rightarrow \infty} 2\pi I_0 R_d^2 \end{aligned} \quad (7)$$

La (6) spesso viene utilizzata nella sua forma lineare espressa in termini di *magnitudini* μ :

$$\mu(R) = \mu_0 + 1.0857 \left(\frac{R}{R_d}\right) \quad (8)$$

¹⁶Esso è paragonabile al raggio effettivo delle ellittiche. Nello specifico $R_e = 1.678R_d$.

in cui $\mu(R)$ e μ_0 sono le brillanze superficiali espresse in mag arcsec², rispettivamente ad una certa distanza R dal centro e al centro.

Questa relazione fu enunciata per la prima volta nel 1970 dall'astronomo australiano K. Freeman, il quale osservò che la superficie di brillantezza dei dischi galattici era sempre costante al centro e con valore $\mu_0 = 21.7 \text{ mag arcsec}^{-2}$ misurata in banda fotometrica B. A questa asserzione venne dato il nome di **legge di Freeman**. Però le conclusioni a cui arrivò l'astronomo furono sfortunatamente affette da effetti di selezione per i quali i dischi meno brillanti non venivano rilevati; ad oggi è ben chiaro, invece, che ogni galassia ha un proprio valore di brillantezza superficiale al centro, il quale può essere anche inferiore a quello indicato da Freeman. Tuttavia il valore di μ_0 che ricavò viene oggi utilizzato come riferimento per distinguere galassie **high surface brightness** (HSB), se $\mu_0 \gtrsim 23 \text{ mag arcsec}^2$, e **low surface brightness** (LSB) se invece è inferiore.

Nel caso in cui il disco fosse visto edge-on, il profilo di brillantezza deve tenere conto dello *spessore* verticale di questo. Si utilizza il **profilo verticale** che esprime l'andamento dell'emissività stellare j_\star per la galassia vista di taglio. È espresso in coordinate cilindriche (R, ϕ , z) rispetto al centro, in cui z rappresenta proprio l'altezza dal piano galattico (z=0) e R la distanza dal centro ma lungo il piano equatoriale.

$$j_\star(\mathbf{x}) = j_{\star,0} \exp\left(-\frac{R}{R_d}\right) \exp\left(-\frac{|z|}{h_\star}\right) \quad (9)$$

in cui $j_{\star,0}$ è l'emissività stellare al centro misurata in $L_\odot \text{ pc}^{-3}$ e h_\star è un parametro chiamato *altezza scala* (tipicamente $h_\star \approx 0.1R_d$).

3 Cinematica delle galassie

Tramite lo studio cinematico delle galassie possiamo comprendere più in profondità le ragioni delle differenze morfologiche di questi sistemi celesti. Nei seguenti paragrafi ci soffermeremo sulla sola descrizione dei moti delle stelle che compongono le galassie, senza però addentrarci nella spiegazione delle cause generatrici di tali movimenti, in quanto materia di studio della dinamica galattica e non della cinematica.

Le grandezze studiate dalla cinematica sono associate principalmente a due tipi di moto: *moti random* delle stelle, quantificati tramite la **dispersione di velocità** (σ) e i *moti di streaming* associati alla rotazione del sistema e determinati tramite la **velocità di rotazione** (v). Entrambe queste grandezze sono ricavate da misurazioni spettroscopiche, ovvero tramite l'analisi delle righe di assorbimento presenti negli spettri delle galassie. In particolare i moti sono rilevabili misurando l'effetto Doppler che producono sulle righe: i moti random allargano la riga, mentre i moti sistematici spostano il centroide.

Lo spettro di una galassia è il risultato della somma degli spettri dei singoli costituenti: stelle, nubi di gas ionizzato, polvere ed eventualmente del disco di accrescimento del "nucleo attivo" (AGN).

3.1 Galassie Ellittiche

Le stelle all'interno delle galassie ellittiche non seguono delle orbite circolari, come avviene nelle galassie a spirale, bensì moti casuali. Per descrivere il loro comportamento si utilizza un metodo comune alla meccanica statistica per la descrizione del comportamento delle molecole di un gas.

Come in un gas non possiamo seguire ad una ad una ogni componente e descriverne il moto, così anche per le stelle facenti parte di questa classe di galassie; pertanto è necessario introdurre delle grandezze medie. Da qui la **dispersione delle velocità** σ che rappresenta la dispersione statistica delle velocità attorno ad un valore medio, ovvero

quanto è allargata la riga rispetto un valore di emissione di riferimento. Essa viene stimata misurando la velocità radiale, la quale viene a sua volta calcolata tramite l'effetto Doppler di cui sono affette le righe spettrali.

Osservando direttamente una galassia è possibile misurare alcuni parametri fondamentali per la comprensione della loro struttura, tra cui: luminosità totale, raggio efficace, velocità di rotazione e dispersione di velocità media al raggio efficace. Un'importante relazione empirica che accomuna tutte le galassie ellittiche, lenticolari e i bulge delle galassie a spirale è la *correlazione tra la dispersione di velocità centrale* (σ_0) *e la luminosità* come mostrato in fig.9

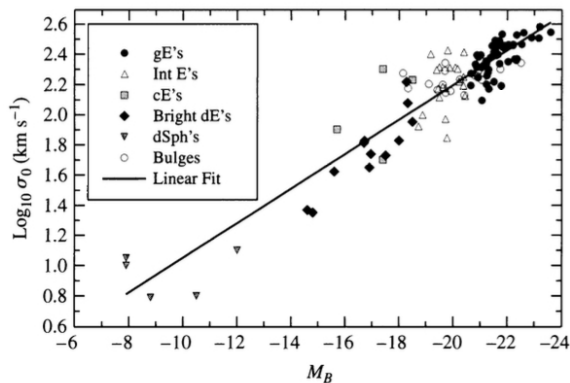


Figura 9: Relazione Faber-Jackson. In ascissa la luminosità espressa in magnitudini in banda B; in ordinata il logaritmo della dispersione della velocità.

Tale correlazione prende il nome di **legge di Faber-Jakson**

$$L \propto \sigma_0^4 \quad (10)$$

È possibile esprimerla in forma lineare e in termini di magnitudine in banda B (M_B)

$$\log_{10} \sigma_0 = -0.1 M_B + constant \quad (11)$$

Osservando il grafico riportato in fig.9 possiamo notare una certa dispersione dei dati, dovuta al fatto che non tutte le galassie ellittiche seguono esattamente la relazione lineare trovata in (11). Per migliorare la correlazione tra i parametri, gli astronomi hanno introdotto un secondo parametro: il *raggio effettivo*. Il fit viene così modificato:

$$L \propto \sigma_0^{2.65} R_e^{0.65} \quad (12)$$

Ora le galassie non sono più allineate lungo una retta, ma appartengono ad una superficie bidimensionale nello spazio tridimensionale di coordinate L , σ_0 e R_e . Tale piano è conosciuto come **piano fondamentale**. Esso rappresenta proprio le relazioni empiriche che sussistono tra le grandezze osservabili che caratterizzano la struttura di una galassia ellittica. Infatti possiamo anche riscriverlo rispetto il raggio effettivo in funzione della superficie di brillantezza effettiva I_e

$$R_e \propto \sigma_0^{1.24} I_e^{-0.82} \quad (13)$$

Da qui segue la **legge di Kormendy**: la luminosità bolometrica di una galassia ellittica è proporzionale al suo raggio effettivo.

Il piano fondamentale rappresenta tutta la famiglia delle galassie ellittiche, ma non spiega quale sia la motivazione della loro forma più o meno schiacciata. Per comprenderla bisogna, ancora una volta, analizzare le velocità.

Come spiegato in 2.1 le galassie ellittiche sono principalmente degli *ellissoidi triassiali*, il che vuol dire che non presentano un asse di rotazione privilegiato. Tuttavia quando si confrontano le velocità di rotazione v con la dispersione di velocità σ , si trova che

quelle più luminose, e dunque con velocità di dispersione maggiore (per la (11)), hanno velocità di rotazioni minori rispetto a quelle che dovrebbero avere in proporzione al loro schiacciamento, dimostrando che quest'ultimo non può essere dovuto alla rotazione.

Infatti esso è legato ad una anisotropia¹⁷ delle dispersioni di velocità delle stelle nella galassia che le fa ruotare più lentamente di quando dovrebbero se le velocità fossero isotrope. In particolare è stato osservato che il rapporto v/σ è molto più piccolo dell'unità nelle galassie ellittiche molto brillanti a causa della loro rotazione lenta, confermando così che la loro piatezza non deriva dalla rotazione, bensì dalla preponderanza dei moti random.

Infine la dispersione di velocità ci permette anche di ricavare, in prima approssimazione, la distribuzione di *massa viriale* della galassia ellittica (per approfondire il concetto si vedano i conti in appendice C.1):

$$M_{viriale} \approx \frac{5R\sigma_r^2}{G}$$

dove σ_r è la dispersione della velocità radiale che in (11) è stata sostituita con σ_0 . Da essa la deriva la correlazione tra la massa del SMBH e la dispersione di velocità, già citata in 1.1.1.

3.2 Galassie a Spirale

Per lo studio della cinematica delle galassie a disco è fondamentale, ancora una volta, distinguere tra bulge e disco.

Il bulge ha un comportamento analogo a quello delle galassie ellittiche; dal rapporto v/σ si osserva che dominano i moti random, a dimostrazione della lenta rotazione sistematica. Invece nel disco il rapporto tra i moti di streaming e quelli casuali è maggiore dell'unità, pertanto prevalgono i moti di rotazione. Essi vengono studiati attraverso le **curve di rotazione**, le quali rappresentano l'andamento delle velocità delle orbite circolari, di stelle e gas, in funzione della distanza dal centro. Per la costruzione di queste curve si stimano le velocità di rotazione tramite l'emissione radio dell'idrogeno neutro (HI) alla lunghezza d'onda di 21 cm. Un andamento tipico di una curva di rotazione per una galassie a spirale è quello riportato in fig.10.

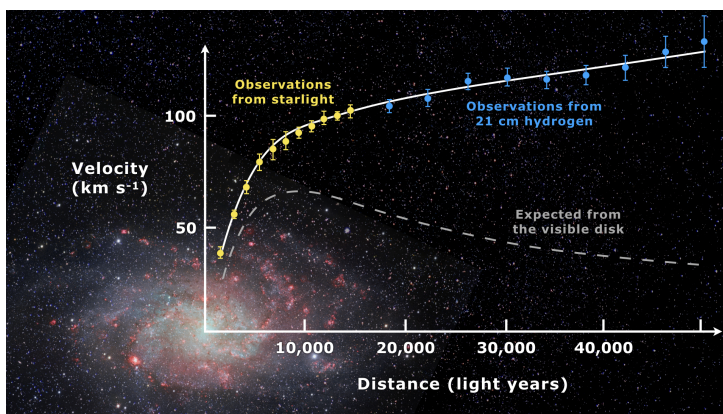


Figura 10: linea superiore: curva di rotazione osservata della galassia spirale M33; linea inferiore tratteggiata: curva aspettata in base alle osservazioni della materia visibile. La discrepanza tra le due si elimina inferendo l'esistenza di un alone di materia oscura.

Notiamo la *crescita* circa *lineare* nelle regioni interne associata ad una rotazione di tipo corpo rigido, in cui la velocità di rotazione aumenta proporzionale all'aumentare del raggio, per poi *appiattirsi* verso le regioni esterne. Qui la rotazione diventa differenziale e la velocità tende ad un valore costante, quando invece ci si aspetterebbe una decrescita all'aumentare della distanza dal centro, visto che diminuisce la materia visibile. Invece,

¹⁷Una distribuzione di velocità anisotropa è quella in cui vi è almeno una direzione preferenziale del moto, invece che essere completamente casuale in tutte e tre le dimensioni, come nel caso isotropo.

calcolando la distribuzione di massa all'interno della galassia utilizzando, prima i dati associati alla distribuzione di luminosità (quindi dovuti all'emissione delle stelle), e poi quelli osservati con le curve di rotazione, esse non combaciano. Una soluzione a ciò è assumere un aumento del campo di gravità, causato da una massa che non siamo ancora in grado di osservare detta *materia oscura*.

In generale la superficie di brillantezza ci permette di stimare con buona approssimazione la distribuzione di massa luminosa all'interno di una galassia, però non ci da indicazioni rispetto la presenza di *materia oscura*. Infatti, dallo studio delle *curve di rotazione* delle galassie a spirale, pare che esse siano avvolte da un alone di materia, differente da quella barionica, che circonda tutto il disco galattico e si estende ben oltre il confine visibile. Non è mai stata osservata direttamente, ma dedotta tramite lo studio degli effetti gravitazionali che causa sui moti delle stelle e del gas presenti nelle galassie.

Comparando curve di rotazione e luminosità di classi morfologiche differenti, si osserva in particolare che:

1. le curve di rotazione sono *qualitativamente* uguali per tutte i tipi di galassie a spirale, ma, diversamente da quanto accade con le ellittiche, esse non sono rappresentabili nel loro insieme da un'unica relazione. Pertanto galassie a disco differenti non possono essere copie diverse di uno stesso modello intrinseco;
2. se le curve di rotazione sono tutte simili nella forma ma non in ampiezza, anche per galassie con distribuzioni di luminosità molto differenti, segue che il campo di gravità deve dipendere anche dalla materia al di fuori del disco luminoso; allora il potenziale deve essere più sofisticato rispetto a quello associato ad una distribuzione di massa luminosa sferica;
3. vi è una correlazione tra galassie più luminose in banda B e la loro velocità massima di rotazione.

Quest'ultimo punto è molto significativo, infatti tale relazione è nota come **legge di Tully-Fischer**: la luminosità intrinseca di una galassia è proporzionale alla quarta potenza della sua velocità di rotazione.

$$L \propto v^4 \quad (14)$$

Può essere espressa anche in forma lineare per una specifica banda di osservazione. Per esempio in fig.11 sono riportate le correlazioni tra la magnitudine visuale in banda B e la v_{max} di rotazione, per tre diversi tipi morfologici di spirali:

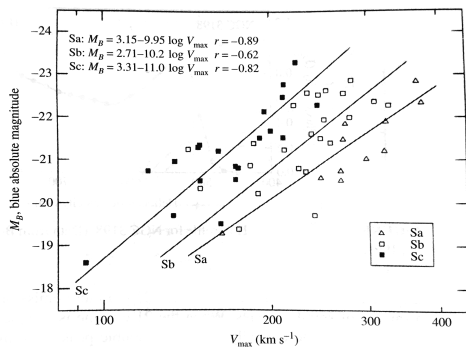


Figura 11: Legge di Tully-Fischer per diversi tipi morfologici di galassie a spirale.

$$M_B = -9.95 \log_{10} v_{max} + 3.15 \quad (\text{Sa}) \quad (15)$$

$$M_B = -10.2 \log_{10} v_{max} + 2.17 \quad (\text{Sb}) \quad (16)$$

$$M_B = -11.0 \log_{10} v_{max} + 3.31 \quad (\text{Sc}) \quad (17)$$

in cui il coefficiente angolare e il termine noto dipendono dalla banda di osservazione e dal tipo morfologico.

La relazione (14) fu determinata studiando l'allargamento Doppler della riga a 21 cm associata all'emissione radio dell'idrogeno neutro in un campione di galassie a spirale. In appendice C.2 è riportata la spiegazione dettagliata di come è stata ricavata.

Appendici

A Morfologia delle galassie

A.1 Sequenza di Hubble

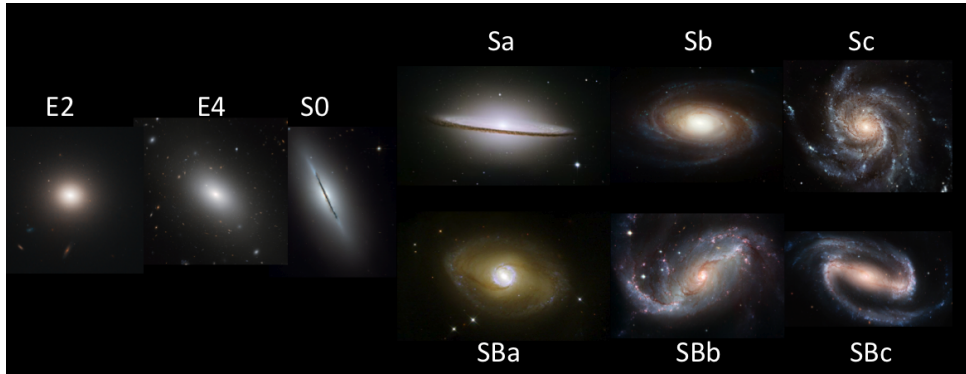


Figura 12: Immagini di Hubble Space Telescope di galassie ordinate secondo lo schema di Hubble.

A.2 Morfologia delle galassie a spirale

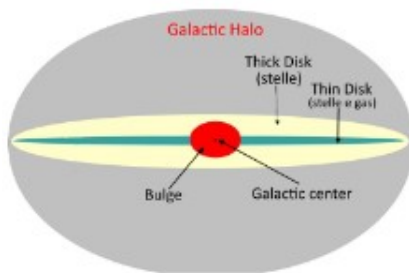


Figura 13: Schematizzazione della struttura di una galassia a spirale normale.



(a) NGC-1232 Galassia a spirale normale



(b) NGC-1365 Galassia a spirale barrata

Figura 14: Principali tipi morfologici di galassie a spirale



Figura 15: Immagini di bulge classici. Molto simili alle ellittiche.

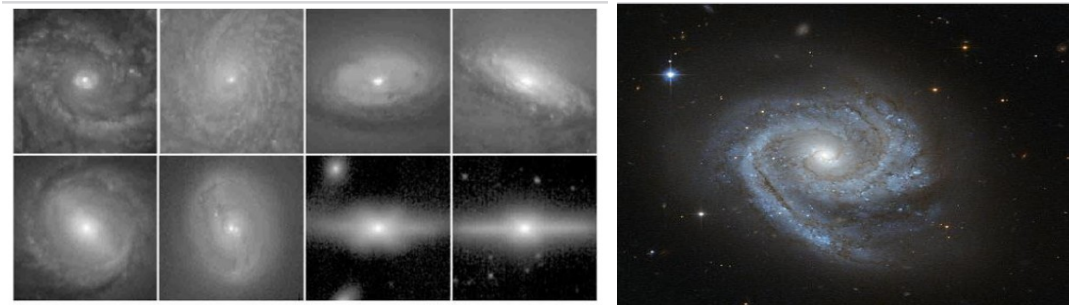
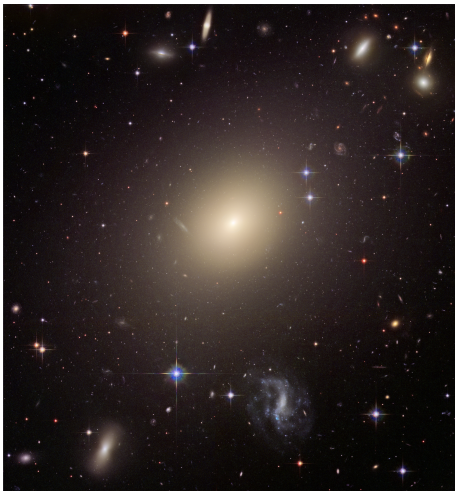
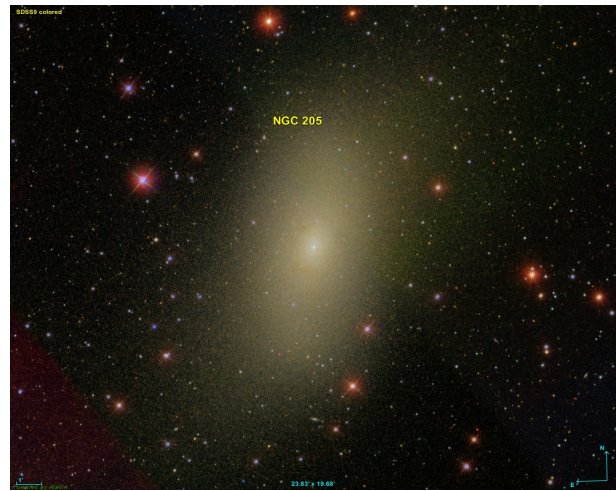


Figura 16: Immagini di pseudobulges. Più piatti e meno concentrati.

A.3 Altri tipi morfologici



(a) ESO-325-G004

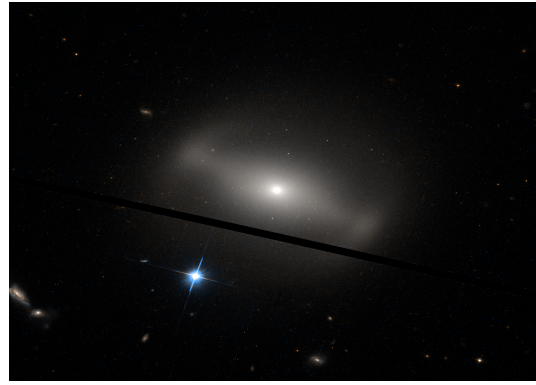


(b) NGC-0205 o Messier 110

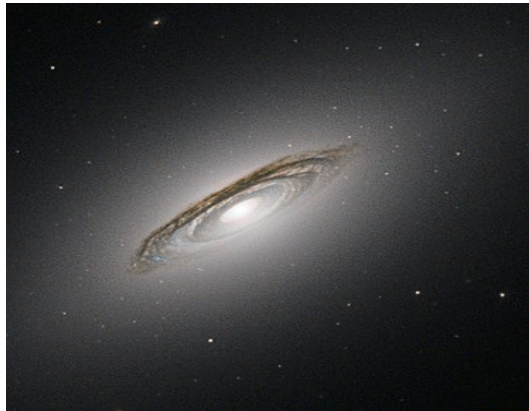
Figura 17: Galassie **ellittiche**: a sinistra: ellittica gigante; a destra: ellittica nana



(a) mrk 820



(b) NGC-1460 o Messier 110

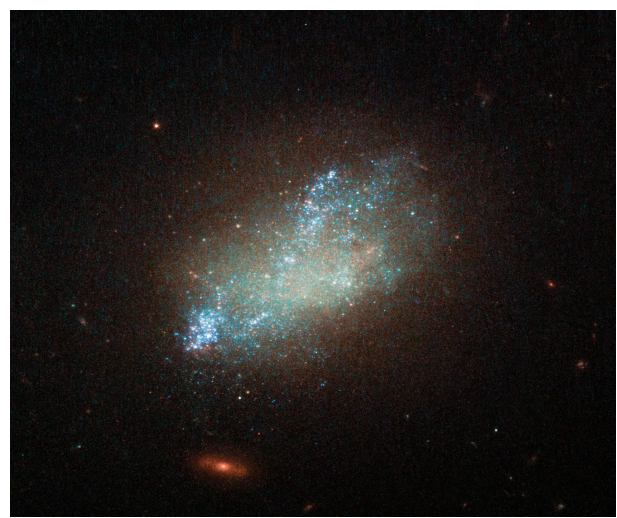


(c) NGC-6861

Figura 18: Galassie **lenticolari**: a sinistra: lenticolare normale S0; al destra: lenticolare barrata di tipo SB03; in basso: lenticolare di classe SA0 la quale presenta uno spesso disco di polvere che oscura il nucleo in cui avviene formazione stellare



(a) NGC-1472A



(b) ICC-559

Figura 19: Galassie **irregolari**: a sinistra: irregolare di classe Irr-I; a destra: irregolare che mostra evidenze di una tenue struttura a spirale e molte stelle blu; classificata come Sm

A.4 Rappresentazioni grafiche e corrispondenze tra le due sequenze di classificazione morfologica

Di seguito si riporta la riproduzione tridimensionale della sequenza di de Vaucouleurs proposta nel suo articolo del 1964. [4]

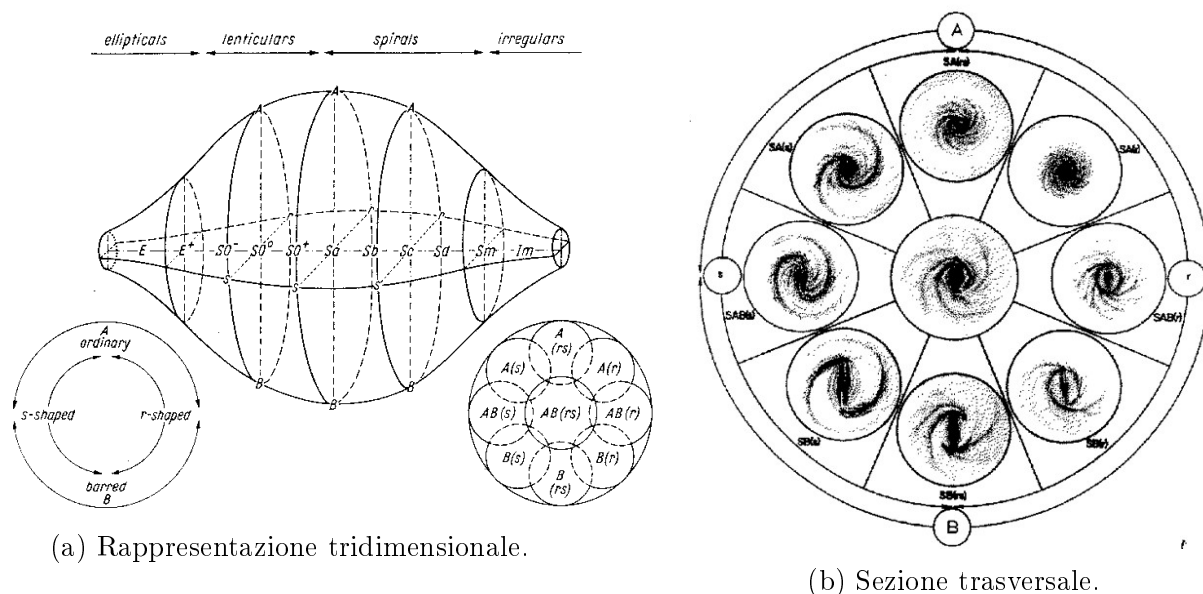


Figura 20: Classificazione di de Vaucouleurs.

Da sinistra a destra si distinguono le classi principali: ellittiche E , lenticolari SO , spirali S e irregolari I . Sopra e sotto si discerne tra *normali* (A) e *barrate* (B) mentre trasversalmente si ha la differenziazione tra quelle che presentano (r) o no (s) l'anello. È importante notare che la forma continua del volume, e anche della sezione trasversale, indicano che la separazione morfologica tra classi di galassie diverse non è netta, bensì vi è una transizione fluida e mista tra una sotto-tipologia e l'altra.

Per una migliore comprensione si schematizza nella seguente tabella la corrispondenza tra i tipi morfologici di Hubble e quelli di de Vaucouleurs. Ad ogni classe è stato anche associato un numero rappresentante il grado relativo di luminosità tra le regioni centrali e il disco. Valori negativi corrispondono ad una frazione di massa luminosa predominante nel bulge/sferoide rispetto alle regioni più esterne.

Hubble	E			S0			S0/a	Sa	Sa-b	Sb
de Vaucouleur	cE	E	E^+	SO^-	SO^0	SO^+	S0/a	Sa	Sab	Sb
Stadio evolutivo	-6	-5	-4	-3	-2	-1	0	1	2	3
Hubble	Sb-c			Sc			Sc-Irr	Irr I/II		
de Vaucouleur	Sbc			Sc	Scd	Sd	Sdm	Sm	Im	
Stadio evolutivo	4			5	6	7	8	9	10	

B Fotometria delle galassie

B.1 Funzione di Schechter

In astronomia una distribuzione di luminosità $\Phi(L)$ descrive come la luminosità, in questo caso delle galassie, è statisticamente distribuita in una porzione di spazio, ad una determinata era cosmologica. Essa è matematicamente rappresentata dalla *funzione di Schechter*:

$$\Phi(L)dL = \Phi^* \left(\frac{L}{L^*} \right)^\alpha \exp\left(- \frac{L}{L^*} \right) d\left(\frac{L}{L^*} \right) \quad (18)$$

dove Φ^* , L^* e α sono parametri determinati tramite le osservazioni e differiscono in base alla tipologia di oggetto considerato, mentre L è la luminosità della galassia, stimata conoscendone la magnitudine osservata e la distanza. Per questo motivo $\Phi(L)dL$ è la densità numerica di galassie entro un Mpc cubico, aventi luminosità compresa tra L e $L + dL$.

Il valore calcolato per il parametro α in media vale -1.3 [2], per cui la densità di galassie cresce al diminuire della luminosità, mentre cala molto per luminosità maggiori a L^* . Notiamo, infatti, che la funzione di Schechter è composta da due andamenti diversi: una *legge di potenza* con pendenza α se $L \ll L_*$ e un cut-off esponenziale se $L \gg L_*$ come rappresentato in fig.21. L_* segna la transizione tra i due comportamenti di $\Phi(L)$ mostrando che galassie aventi grande luminosità sono molto rare.

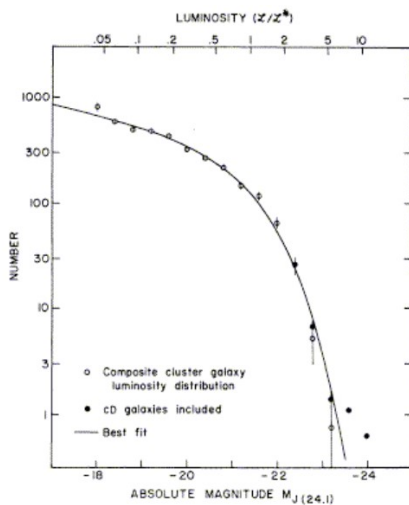


Figura 21: Andamento della funzione di Schechter, ottenuto fittando le luminosità osservate in un ammasso di galassie. I pallini pieni rappresentano la correzione se si includessero galassie di tipo cD (molto poco luminose).

Spesso si utilizza il criterio per cui galassie aventi $L \gtrsim 0.1L_*$ si definiscono “brillanti” o “giganti” in opposizione alle nane. Ciascun tipo morfologico di galassia è ben descritto da una caratteristica funzione di Schechter. [7]

In realtà per una descrizione migliore della distribuzione della luminosità *totale* delle galassie, viene utilizzata la *funzione di Schechter doppia* la quale include separatamente i contributi dei due maggiori tipi di galassie: ETGs e LTGs

$$\Phi(L)dL = \left[\Phi_1^* \left(\frac{L}{L^*} \right)^{\alpha_1} + \Phi_2^* \left(\frac{L}{L^*} \right)^{\alpha_2} \right] \exp\left(- \frac{L}{L^*} \right) d\left(\frac{L}{L^*} \right) \quad (19)$$

in cui Φ_1 , Φ_2 , α_1 e α_2 sono rispettivamente le normalizzazioni e gli esponenti della legge di potenza per le due funzioni di Schechter.

C Cinematica delle galassie

C.1 Massa viriale per una distribuzione di materia a simmetria sferica

In astrofisica con *massa viriale* si intende la massa totale di un sistema gravitazionalmente vincolato assumendo che sia valido il teorema del Viriale. In prima approssimazione la si può ricavare per una galassia ellittica, in cui supponiamo che la massa M sia uniformemente distribuita entro una sfera di raggio R , tramite una semplice applicazione del teorema del Viriale per un sistema autogravitante in equilibrio, quali sono le galassie e le stelle in esse.

In generale si ha che la media nel tempo tra l'energia cinetica e quella potenziale delle stelle in una galassia è descritta dal teorema del Viriale:

$$\frac{1}{2}\langle \frac{d^2 I}{dt^2} \rangle - 2\langle K \rangle = \langle U \rangle \quad (20)$$

dove I è il momento di inerzia, ma in questo caso $\langle d^2 I / dt^2 \rangle = 0$ dato che siamo all'equilibrio. Quindi

$$-2\langle K \rangle = \langle U \rangle \quad (21)$$

Inoltre, per un gran numero di stelle possiamo statisticamente assumere che non si verifichino grosse variazioni per cui, in media, l'energia cinetica non varia. Se poi semplifichiamo al caso in cui tutte le stelle N abbiano la stessa massa m , allora la massa totale della componente luminosa vale $M = Nm$, così che:

$$-2 \sum_{i=1}^N \frac{1}{2} m_i v_i^2 = U \quad (22)$$

in cui

$$U = -\frac{GM^2}{R}$$

è l'energia potenziale totale associata alle stelle entro il raggio R della sfera in cui sono distribuite.

Dividendo entrambi i membri della (22) per N e assumendo che la velocità media sia isotropa nelle tre dimensioni:

$$\langle v^2 \rangle = \langle v_x^2 \rangle + \langle v_y^2 \rangle + \langle v_z^2 \rangle = 3\langle v_r^2 \rangle \quad (23)$$

quindi

$$\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N v_i^2 = \langle v^2 \rangle = 3\langle v_r^2 \rangle = 3\sigma_r^2 \quad (24)$$

dato che se σ_r è la dispersione di velocità, allora $\sigma_r^2 = \langle v_r^2 \rangle - \langle v_r \rangle^2$ ma $\langle v_r \rangle = 0$ per il caso sferico.

Così possiamo riscrivere:

$$-3m\sigma_r^2 \approx -\frac{3}{5} \frac{GM^2}{NR} \quad (25)$$

sostituendo $M = Nm$ otteniamo proprio

$$M_{\text{viriale}} \approx \frac{5R\sigma_r^2}{G}$$

C.2 Legge di Tully-Fischer

La legge di Tully-Fischer è una relazione empirica tra la luminosità intrinseca (o equivalentemente la massa) di una galassia a spirale e la sua velocità di rotazione. Fu ricavata per la prima volta dagli astronomi R. Brent Tully e J. Richard Fischer nel 1977, studiando il profilo di emissione dell'idrogeno neutro (HI) per un gruppo di galassie, osservato alla lunghezza d'onda radio di 21 cm. La luminosità intrinseca, invece, fu ricavata moltiplicando il flusso osservato (F) per $4\pi D^2$ dove D è la distanza tra l'osservatore e la galassia. Il profilo che ricavarono è rappresentato in fig.22.

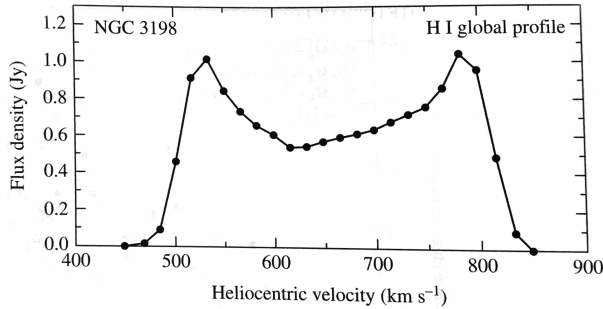


Figura 22: Profilo globale dell'emissione di HI nella galassia NGC-3198

Caratterizzanti dell'andamento sono i due picchi, la cui spiegazione è duplice:

1. la velocità di rotazione della galassia è massima nella zona in cui la curva di rotazione è piatta, ma dato che le nubi di HI contribuiscono alla rotazione principalmente in questa zona della curva, la densità di flusso sarà maggiore al valore massimo di velocità;
2. la radiazione ricevuta dal disco dipende da come questo sta ruotando rispetto l'osservatore. Infatti una porzione si muove avvicinandosi, causando uno *shift* verso il blu delle righe di emissione, mentre quella diametralmente opposta si allontana, spostando verso il rosso le righe (fig.23). Il valore medio della velocità radiale della galassia rispetto l'osservatore è il punto medio tra i due picchi.

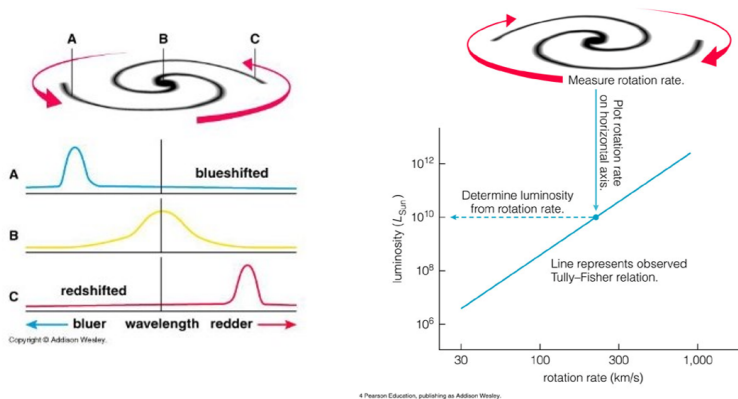


Figura 23: Spiegazione grafica di come è stata ricavata la relazione di Tully-Fisher.

Lo spostamento $\Delta\lambda$ del picco di emissione rispetto la sua lunghezza d'onda λ_0 a riposo è dato da:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \simeq \frac{v_r}{c} = \frac{v \sin \theta}{c} \quad (26)$$

dove v_r è la velocità radiale e θ l'angolo tra la linea di vista dell'osservatore e la direzione perpendicolare al piano galattico.

Osserviamo, infine, che questa relazione, come anche la Faber-Jackson nel caso delle ellittiche (11), può essere utilizzata per calcolare la distanza delle galassie a spirale. Stimando σ tramite l'allargamento delle righe spettrali, grazie alla (14) si ricava il valore

della luminosità L associato. Infine dalla relazione

$$F = \frac{L}{4\pi D^2} \quad (27)$$

in cui il flusso F si è misurato con le osservazioni; si può stimare la distanza D della galassia.

Riferimenti bibliografici

- [1] Prof Cimatti A. *Appunti del corso di Formazione ed Evoluzione delle Galassie*. Corso di Laurea in Astrofisica e Cosmologia, 2020.
- [2] Cimatti Andrea, Fraternali Filippo, and Nipoti Carlo. *Introduction to Galaxy Formation and Evolution*. Cambridge University Press, Cambridge, United Kingdom, 2020.
- [3] James Binney and Michael Merrifield. *Galactic Astronomy*. Princeton University Press, Princeton - New Jersey, 1998.
- [4] Caltech and Carnegie. de vaucouleurs' classification. <https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Dev/frames.html>, november 2020.
- [5] Karttunen Hannu, Kröger Pekka, Oja Heikki, Poutanen Markkuk, and Donner Karl Jhoan. *Fundamental Astronomy*. Springer, Heidelberg, sixth edition, 2017.
- [6] Prof Ciotti L. *Appunti del corso di Astrofisica Extragalattica*. Corso di Laurea in Astronomia, 2020.
- [7] Sparke L. S. and Gallagher J. S. *Galaxies in the Universe*. Cambridge University Press, Cambridge, United Kingdom, second, edition, 2007.
- [8] Carrol Bradley W. and Ostle Dale A. *An Introduction to Modern Astrophysics*. Cambridge University Press, Cambridge, United Kingdom, second edition, 2017.