

6

Astronomia extragalattica

6.1 Proprietà delle galassie

6.1.1 Definizione

Anche se il termine “galassia” ci è già familiare, se volessimo darne una definizione operativa potremmo trovarci in qualche difficoltà. Si potrebbe tentare una definizione del tipo: una galassia è un agglomerato di stelle caratterizzato dall'essere *grande, isolato, e legato gravitazionalmente*.

Questa definizione però appare subito non univoca visto che potrebbe applicarsi anche agli ammassi stellari, ed in particolare a quelli globulari che sono così detti per la caratteristica forma sferoidale come nel caso mostrato in Figura 6.1. Questi agglomerati di stelle sono tipicamente un sottoinsieme di ciò che noi intendiamo comunemente per galassia visto che c'è una evidente differenza di masse e di dimensioni che distingue i due casi. Nella Figura 6.2, che mostra schematicamente la struttura della nostra Galassia, gli ammassi globulari sono mostrati come oggetti collocati secondo una simmetria quasi sferica intorno al centro della Galassia a cui sono legati gravitazionalmente.

D'altra parte, per dare un'idea della grande massa contenuta in una galassia, abbiamo volutamente usato un aggettivo abbastanza “vago” come “grande” visto che col termine galassia si indicano oggetti con masse che variano da $\sim 10^6 M_{\odot}$ fino a raggiungere in alcuni casi anche $\sim 10^{13} M_{\odot}$.

Gli **ammassi globulari** hanno tipicamente masse dell'ordine di $10^5 \div 10^6 M_{\odot}$ e quindi si collegano al limite inferiore per le masse delle galassie, segnalando che c'è una certa continuità tra le masse di queste due strutture cosmiche. In questo intervallo di masse si presenta quindi una ambiguità che può essere abbastanza bene risolta utilizzando un secondo criterio suggerito dalla densità dell'oggetto: gli ammassi globulari sono tipicamente molto più compatti delle galassie più piccole che invece si presentano spesso come oggetti molto tenui la cui presenza può essere in alcuni casi messa in evidenza solo con accurate osservazioni basate sulla statistica dei conteggi di stelle.

La definizione che abbiamo appena dato richiede inoltre che l'oggetto sia isolato e quindi questa potrebbe essere una ulteriore caratteristica discriminante tra ammassi stellari e galassie. Siamo portati infatti ad immaginare i primi con un minor grado di isolamento, visto che tipicamente si trovano in prossimità di galassie, mentre le seconde le pensiamo come più isolate. Dobbiamo prendere atto però che anche in questo caso l'osservazione mostra che non vi è una netta distinzione tra i due casi

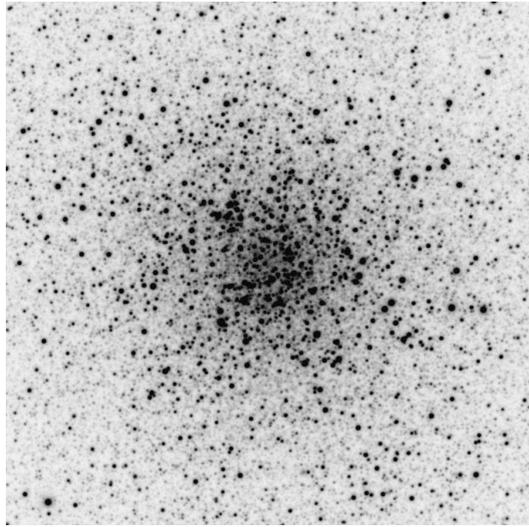


Figura 6.1: Esempio di ammasso globulare: M 22. Un lato dell'immagine ha un'estensione angolare di circa 10 primi.

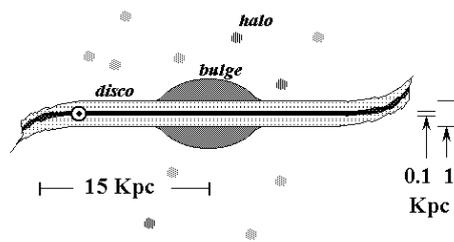


Figura 6.2: Schema della Galassia vista di taglio. Il piano è rappresentato dalla linea mediana più scura

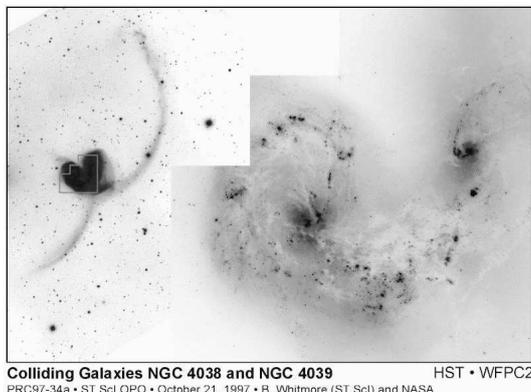


Figura 6.3: NGC 4038 e NGC 4039: due galassie interagenti note anche come “antenne” (Arp Atlas of Peculiar Galaxies #244), che fanno parte di un gruppo di circa 15 galassie. A sinistra un’immagine a grande campo, a destra l’immagine della regione centrale ottenuta, a maggiore risoluzione, da HST.

essendo stati osservati sia ammassi globulari isolati (detti intergalattici o “tramp” che sta per “vagabondo”) sia galassie appartenenti ad ammassi di galassie ed interagenti tra loro (e quindi tutt’altro che isolate) come quelle mostrate in Figura 6.3.

Una distinzione più chiara è invece possibile tra le masse degli ammassi stellari aperti e quelli globulari. Le masse dei primi raggiungono al massimo qualche $10^3 M_{\odot}$ per cui, se assimiliamo gli ammassi globulari alla famiglia delle galassie nane compatte, possiamo adottare l’idea di considerare “galassia” ogni oggetto autogravitante di massa maggiore di $10^5 M_{\odot}$.

6.1.2 Classificazione morfologica

Se ispezioniamo le immagini delle galassie ottenute ai telescopi appare subito abbastanza evidente che queste si presentano sotto forme molteplici. Sembra quindi naturale procedere come nel caso della classificazione delle stelle: cominciare col distinguere le diverse forme assunte dalle galassie in base a qualche parametro e poi, in una seconda fase, cercare di dare un significato fisico al parametro utilizzato. Ricordiamo che, nel caso delle stelle, il parametro utile era stato individuato nella presenza ed intensità delle righe di assorbimento negli spettri stellari e che solo successivamente le intensità di queste righe sono state interpretate in termini di temperatura dei gas superficiali.

Il primo ad introdurre una classificazione morfologica delle galassie fu E. Hubble il quale nel 1920 propose uno schema che, con qualche successiva modifica, è ancora in uso. Egli notò che le forme delle galassie potevano assumere essenzialmente due aspetti generali: di ellisse oppure di spirale. In tutti e due i casi notò che era anche possibile distinguere ulteriormente le forme utilizzando il diverso grado di ellitticità oppure la diversa ampiezza delle braccia di spirale. Nasceva così la classificazione morfologica illustrata in Figura 6.4. In questa figura, oltre ai due gruppi accennati delle galassie ellittiche e spirali è stato introdotto anche un terzo gruppo, quello delle galassie irregole-



Figura 6.4: Schema di classificazione morfologica per le galassie

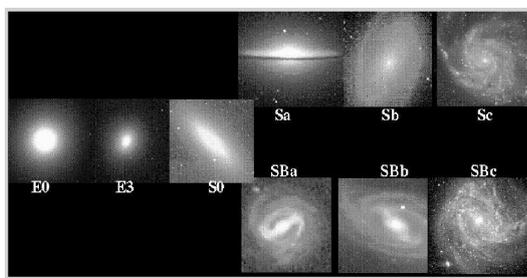


Figura 6.5: Esempi di galassie che delineano lo schema di classificazione mostrato nella Figura 6.4

lari, per tener conto di quegli oggetti (che sono circa la metà dei casi) che non appaiono classificabili in nessuna delle due forme già dette.

Aver classificato le galassie in base alla morfologia non è di per se significativo, a meno che non si riesca a scoprire una qualche relazione tra le diverse forme osservate e le proprietà fisiche delle galassie. Ciò che sappiamo oggi è che all'interno di uno stesso tipo morfologico le grandezze intrinseche, come massa e luminosità, possono variare di molto anche se vi sono effettivamente delle caratteristiche, come ad esempio la frazione della massa totale condensata in stelle ed il rapporto tra massa e luminosità, che si prestano meglio a caratterizzare i vari tipi morfologici. Nella stessa Figura 6.4 è sommariamente illustrata la variazione tendenziale di alcuni parametri utilizzati per classificare le galassie.

6.1.3 Parametri macroscopici che caratterizzano le galassie

Luminosità

Originariamente le luminosità delle galassie come quelle delle stelle venivano determinate sulla base della loro emissione nella regione ottica dello spettro. L'estensione delle capacità osservative ad altre regioni spettrali ha messo in evidenza che una buona parte di questi oggetti emette la maggior parte dell'energia in altre regioni spettrali, in particolare nella regione IR e radio. Va tuttavia detto che, nonostante le nostre migliorate capacità osservative, l'incertezza con cui effettivamente conosciamo le luminosità

delle galassie rimane piuttosto grande raggiungendo un fattore 2 per le galassie vicine e crescendo fino ad un fattore 4 per le più lontane. Questa situazione deriva non soltanto dalla incertezza nella valutazione delle distanze ma anche dalla forma intrinsecamente non sferica delle galassie. Una galassia spirale infatti apparirà più o meno luminosa a seconda che venga osservata perpendicolarmente al piano del disco galattico oppure di taglio. Per le galassie ellittiche valgono considerazioni simili giacché la forma che noi osserviamo è, anche in questo caso, il risultato di una proiezione sulla sfera celeste di un ellissoide a tre assi.

Un'ulteriore fonte di incertezza deriva poi dal fatto che le galassie sono oggetti estesi, senza precisi confini, la cui brillantezza superficiale tende a diminuire allontanandosi dal centro. Questo fatto rende la misura della luminosità dipendente dal particolare limite che scegliamo per la galassia e quindi introduce un'ulteriore difficoltà. Tenendo presenti questi problemi, siamo tuttavia in grado di riassumere in Tabella 6.1 i valori delle principali caratteristiche fisiche dei vari tipi morfologici.

C'è però una interessante grandezza intrinseca delle galassie, la brillantezza superficiale, che non dipende dalla distanza e quindi può essere determinata con una minore incertezza. Questa altro non è che la intensità specifica di cui abbiamo già discusso a proposito delle stelle (cfr. cap. 3) e che può essere determinata ogni qualvolta l'oggetto è spazialmente risolto dagli strumenti di osservazione. L'unità di misura di questa grandezza, come abbiamo già visto (in 3.1.1), è un flusso per unità di angolo solido che viene poi in pratica espresso in unità di magnitudini per secondo d'arco quadrato (mag arcsec^{-2}).

Dimensioni

Per determinare le dimensioni di una galassia abbiamo bisogno di definirne il bordo e, anche a causa dei limiti imposti dalla brillantezza del fondo del cielo, questa non è una operazione agevole. Infatti la lenta diminuzione della brillantezza superficiale che si osserva muovendosi dal centro verso il bordo dell'immagine di una galassia rende difficile la valutazione delle dimensioni. Per ovviare in parte a questo problema si è convenuto allora di definire un "diametro standard", indicato con D_0 , che viene determinato considerando il bordo di una galassia come il contorno al quale la brillantezza superficiale è pari a $25 \text{ mag arcsec}^{-2}$ dopo aver applicato le correzioni sia per l'estinzione interstellare che per l'inclinazione. La prima correzione tiene conto sia dell'estinzione subita dalla luce nell'attraversare la nostra Galassia che di quella intrinseca all'oggetto osservato. La seconda correzione si applica essenzialmente alle galassie spirali per le quali l'inclinazione produce effetti più importanti sia per effetto della loro particolare geometria sia perché tipicamente contengono una maggiore quantità di polvere. Sebbene queste correzioni introducono a loro volta delle incertezze, possiamo tuttavia concludere che le galassie hanno dimensioni comprese nell'intervallo $D_0 = 0.5 \div 100 \text{ Kpc}$.

Masse

Vi sono diversi modi in cui si può dedurre la massa totale di una galassia. Il sistema più semplice e immediato è basato sull'uso del *teorema del viriale* di cui abbiamo già discusso a proposito della struttura stellare (vedi paragrafo 4.4.2). Se quindi una galassia può essere approssimata ad un sistema isolato di particelle autogravitanti ed in equilibrio, possiamo applicare il teorema nella sua forma più semplice:

$$2K = -\Omega$$

dove con K rappresentiamo l'energia cinetica interna posseduta dal sistema e con Ω la sua energia potenziale gravitazionale. Esplicitando questa relazione nel caso delle galassie possiamo riscrivere:

$$M \langle v^2 \rangle \simeq \alpha \frac{GM^2}{R} \quad (6.1)$$

dove M rappresenta la massa contenuta entro il raggio R , ed α è un fattore che tiene conto della effettiva distribuzione di massa all'interno della galassia considerata.

Come si vede, la determinazione della massa richiede la conoscenza del raggio, della velocità quadratica media, e del fattore α . Quest'ultimo si può valutare se assumiamo (discuteremo più avanti i limiti di questa ipotesi) che la distribuzione della brillantezza segua la distribuzione di massa, mentre la determinazione delle velocità coinvolte richiede l'osservazione dell'allargamento Doppler delle linee spettrali che viene prodotto dalla sovrapposizione dei moti orbitali delle stelle (la cui orientazione è casuale) dovuti alla dinamica interna delle galassie.

Utilizzando la precedente determinazione delle dimensioni siamo in grado di dare la stima delle masse galattiche riportata in Tabella 6.1. Dalla stessa tabella emerge che le galassie di maggiore dimensione sono anche più luminose e massicce e, per conseguenza, sono evidentemente le più facilmente visibili a grande distanza. Le galassie nane sono invece rivelabili solo se si trovano relativamente più vicine. La conseguenza di ciò è che se vogliamo conoscere la distribuzione di frequenza delle galassie dei vari tipi morfologici non possiamo limitarci a contare il numero di quelle che osserviamo di ogni tipo. Si deve infatti tener conto che c'è un effetto di selezione: all'aumentare della distanza degli oggetti la rivelazione delle galassie più brillanti è favorita a scapito di quelle più deboli. Un modo per evitare questo effetto di selezione potrebbe essere quello di considerare solo gli oggetti appartenenti ad un ammasso di galassie relativamente vicino, in modo che le galassie più deboli siano ancora rivelabili. La Figura 6.6 è il risultato di un simile approccio e mostra la funzione di distribuzione osservata per le galassie dell'ammasso della Vergine (Virgo cluster) da cui si vede come le galassie nane costituiscano la maggioranza degli oggetti di bassa luminosità (quindi con valore di magnitudine più grande) mentre le spirali danno il principale contributo agli oggetti di alta luminosità, essendo superate dalle ellittiche solo per pochi oggetti di luminosità estrema.

Mentre vediamo che sia la massa che la luminosità non definiscono univocamente un tipo morfologico, esiste tuttavia una interessante corrispondenza tra la forma ed il rapporto tra massa e luminosità M/L . Questo rapporto, proprio perchè le galassie più massicce sono anche le più luminose, è molto meno variabile delle singole grandezze in gioco (massa e luminosità) ed è quindi più adatto a caratterizzare un dato tipo morfologico. In tabella 6.1 sono riportati i valori indicativi per vari tipi di galassie. La tendenza a diminuire del rapporto M/L , dalle galassie ellittiche verso le irregolari, testimonia il loro differente contenuto stellare. Da osservazioni spettroscopiche si sa infatti che le ellittiche sono più ricche di stelle di piccola massa mentre le spirali ed irregolari hanno un maggior contenuto di stelle massicce.

Poichè, come abbiamo già visto nel Capitolo 1, le stelle della sequenza principale soddisfano una relazione tra massa e luminosità del tipo $L \propto M^{(3.5 \div 4)}$, avremo per

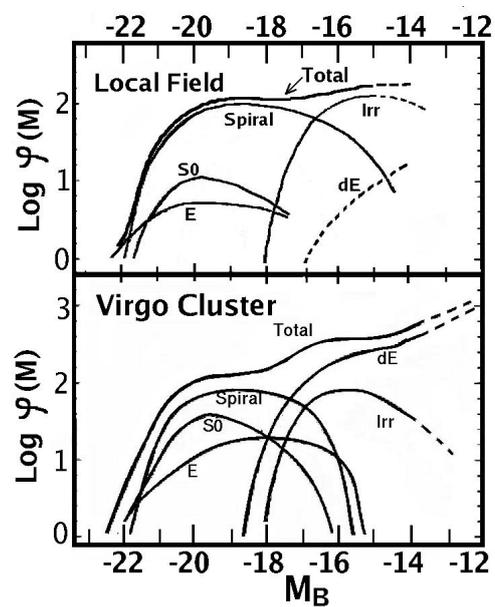


Figura 6.6: Funzione di luminosità, indicata con $\varphi(M)$, in funzione della magnitudine assoluta in banda B (M_B) ricavata per le galassie vicine (in alto) e per quelle del Virgo Cluster (in basso). Il punto zero della $\varphi(M)$ è arbitrario mentre le parti tratteggiate corrispondono a regioni in cui i dati osservativi sono scarsi. Si noti come le galassie di bassa luminosità siano molto più abbondanti di quelle brillanti (adattata da Binggeli et al. ARAA (1988)).

Tabella 6.1: Compendio delle proprietà fisiche delle galassie in funzione della loro morfologia

	unità	Ellittiche giganti	Ellittiche nane	Spirali	Irregolari
Luminosità	(W)	10^{38}	10^{31}	$10^{36} \div 3 \times 10^{37}$	$2 \times 10^{35} \div 2 \times 10^{36}$
Diametro	(Kpc)	$10 \div 100$	$0.5 \div 1$	$10 \div 50$	$1 \div 10$
Massa	(M_{\odot})	10^{13}	10^6	$10^{10} \div 3 \times 10^{11}$	$10^6 \div 10^{10}$
(M/L)	(M_{\odot}/L_{\odot})	40	20	10	< 10
M_{HI}	M_{gal}	$0 \div 0.005$	$0 \div 0.005$	$0.03 \div 0.07$	0.2

queste stelle $M/L \propto M^{-(2.5 \div 3)}$ e quindi questo rapporto tenderà a diminuire con l'aumentare del contenuto di stelle massicce nelle galassie. Il fatto poi che questo rapporto, espresso in unità solari, sia sempre maggiore dell'unità è testimonianza del fatto che le galassie normali sono popolate principalmente da stelle meno massicce del Sole.

Materia oscura

Galassie ellittiche

Se pensiamo ad una galassia ellittica come ad un gas di stelle tenuto insieme dalla gravità possiamo provare ad applicare il **teorema del viriale** che abbiamo già discusso a proposito dello studio della struttura stellare. Come abbiamo visto questo teorema mette in relazione il potenziale gravitazionale Ω con l'energia termica totale K di una struttura autogravitante stazionaria in modo tale che debba essere soddisfatta l'uguaglianza

$$\Omega = -2 K.$$

Se assumiamo che l'ipotesi di stazionarietà sia applicabile alle galassie ellittiche allora, misurando per via spettroscopica le velocità (riconducibili all'energia termica) con cui si muovono le stelle saremo in grado di stimare la massa di una galassia ellittica usando la precedente relazione. A questo proposito ricordiamo che nelle galassie ellittiche i moti interni delle stelle non hanno una direzione privilegiata e quindi possono ragionevolmente essere considerati come moti "termici". Questi si manifestano all'osservazione spettroscopica come linee spettrali (emesse dalle fotosfere stellari) particolarmente allargate a causa dell'effetto doppler dovuto alla dispersione delle velocità delle stesse stelle lungo la linea di vista. La relazione tra allargamento spettrale e dispersione delle velocità delle stelle permette quindi di fare una valutazione dell'energia termica interna del sistema e, attraverso l'equazione precedente, della massa dinamica necessaria per rendere Ω pari a $-2 K$.

Questo tipo di argomentazioni ha portato nella maggior parte dei casi a concludere che la massa dinamica richiesta dalla dispersione delle velocità osservata è sistematicamente maggiore della massa visibile che invece viene stimata sulla base del contenuto stellare della galassia ellittica. La componente di massa "in più" rispetto a quella visibile

prende il nome convenzionale di **dark matter** (ovvero materia oscura) e la necessità della sua introduzione si è confermata in moltissime occasioni per spiegare la dinamica osservata su scale maggiori o uguali alla scala galattica. Un'altra evidenza della presenza di materia oscura la possiamo avere anche se consideriamo le velocità dei singoli ammassi globulari che si osservano intorno alle galassie ellittiche. In questo caso gli ammassi globulari possono essere considerati come particelle di prova immerse nel potenziale gravitazionale prodotto dalla massa totale e dallo studio del loro moto se ne ricava la necessità di una componente importante di dark matter.

Un'ulteriore conferma della presenza rilevante della dark matter intorno alla galassie si è avuta da osservazioni del cielo a lunghezze d'onda X (energia dei fotoni ~ 1 KeV corrispondente a lunghezze d'onda di ~ 12.4 Å) che hanno evidenziato la presenza di una forte emissione di raggi X spazialmente associata alle galassie, ma con un'estensione spaziale che va molto oltre la parte visibile delle galassie stesse. Questa emissione può essere facilmente interpretata come prodotta da un gas caldo ($T \sim 10^6$ K) in equilibrio viriale con la buca di potenziale prodotta dalla massa totale (visibile più dark) che viene valutata di circa dieci volte maggiore della massa della galassia visibile. Anche in questo caso è quindi necessario indurre la presenza di dark matter aggiuntiva per giustificare la quantità di energia termica contenuta nel gas che emette la luminosità X osservata.

Galassie spirali

Se consideriam le osservazioni di galassie a spirale vediamo che queste mostrano invece un chiaro moto ordinato di rotazione delle stelle del disco intorno al centro galattico, cosa che ci suggerisce di andare oltre il teorema del viriale ed usare considerazioni che possono porre vincoli più stringenti sulla dinamica del sistema.

Se infatti la massa della galassia fosse in massima parte concentrata nella sua parte centrale, allora ci aspetteremmo di osservare che la velocità di rotazione degli oggetti orbitanti sul piano galattico segua un andamento del tipo di quello osservato per i pianeti del Sistema Solare. Questa analogia è basata sul fatto che effettivamente il Sole contiene quasi tutta la massa del Sistema Solare ed i pianeti possono essere visti, in prima approssimazione, come particelle di prova che si muovono nel campo gravitazionale del solo Sole.

In generale l'equilibrio tra forza centrifuga e gravitazionale è espresso da:

$$\frac{m v_{rot}^2}{r} = \frac{GM(r)m}{r^2} \quad (6.2)$$

dove con $M(r)$ abbiamo indicato la massa totale contenuta all'interno del raggio r e abbiamo assunto che le orbite siano circolari. Da questa relazione si vede che, se la massa è concentrata nel centro del sistema (il Sole o la Galassia) $M(r)$ è una funzione che cresce rapidamente solo vicino al centro, per diventare poi praticamente una costante. In queste condizioni l'equazione precedente impone che, a massa costante, le velocità seguano la legge $v_{rot} \propto r^{-1/2}$. Mentre nel Sistema Solare questo modello con la massa praticamente tutta concentrata nel centro è suffragato dalle osservazioni, le curve di rotazione delle galassie spirale forniscono al contrario una chiara smentita di questa previsione e quindi hanno posto il problema di individuare una appropriata distribuzione della massa $M(r)$.

Per giustificare questa anomalia osservata sembra necessario ipotizzare la presenza di una componente di materia "non vista" o **materia oscura**, che contribuisce in maniera

significativa alla massa gravitazionale delle galassie.

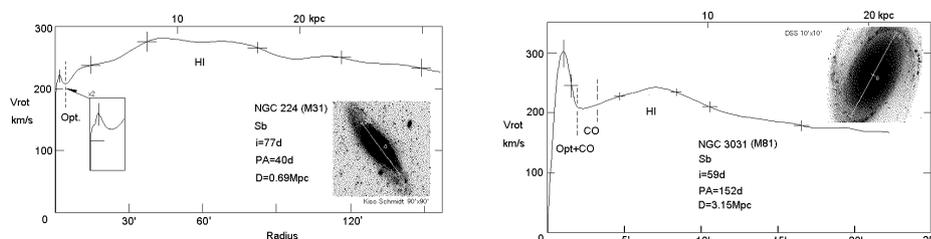


Figura 6.7: Curve di rotazione di due galassie spirali.

La Figura 6.7 mostra due esempi di curve di rotazione osservate che vengono generalmente ricavate utilizzando per la regione interna della galassia la riga rotazionale del CO(J=2-1) a $\lambda = 2.6$ mm, mentre per tracciare la dinamica delle regioni più esterne viene spesso usata l'emissione a $\lambda = 21$ cm dell'atomo di idrogeno (transizione iperfine corrispondente alla inversione dello spin nello stato fondamentale) e/o le righe di emissione associate alle regioni HII. Le galassie a spirale sono infatti caratterizzate da una struttura in cui la maggior parte dell'idrogeno (sia neutro che ionizzato) si adensa sul disco galattico ed orbita intorno al centro galattico. Questo materiale pur essendo esteso su grandi regioni, costituisce tuttavia solo una minima frazione della massa della galassia e può quindi essere considerato come un semplice tracciatore del potenziale gravitazionale. Notando che le curve di Figura 6.7 mostrano una velocità approssimativamente costante all'aumentare della distanza dal centro, possiamo dare una prima valutazione dell'andamento radiale che dovrebbe avere la massa "oscura" per essere compatibile con le curve di rotazione. Assumendo una semplice simmetria sferica e considerando la velocità nell'equazione 6.2 come una costante, vediamo subito che si otterrebbe $M(r) \propto r$ il che corrisponderebbe poi ad un andamento della densità del tipo $\rho \propto r^{-2}$.

Si noti che un tale andamento implica una massa crescente all'aumentare della distanza dal centro che, non essendo direttamente rivelata come materia visibile, viene attribuita alla presenza di materia non luminosa e per questo detta *materia oscura*. La natura di questa materia oscura è, a tutt'oggi, non chiarita anche se una parte di questa può essere ragionevolmente attribuita ad oggetti residuali prodotti dalla normale evoluzione stellare (quali nane bianche, stelle di neutroni, buchi neri di massa stellare) che, a causa della bassa luminosità intrinseca, possono sfuggire facilmente alla osservazione diretta. In questo caso si parla di materia oscura di tipo **barionico**. Un'altra interessante possibilità di questo tipo è data da oggetti di dimensioni planetarie che sono stati ipotizzati come naturale residuo del processo di formazione stellare. Questi oggetti, detti anche di tipo Giovinio (**Jovian objects**), non avendo raggiunto masse tali da innescare la fusione dell'idrogeno nel core ($M < 0.07 M_{\odot}$), rimangono praticamente invisibili all'osservazione. Sia nel caso delle stelle evolute che dei pianeti residuali le osservazioni, basate soprattutto sull'effetto di lente gravitazionale che questi oggetti possono produrre rispetto a stelle di sfondo, sembrano indicare che la materia oscura è barionica solo per una piccola parte del totale lasciando aperta la questione sulla natura dell'altra parte. Questa materia barionica viene spesso indicata col nome di MACHOs (da: Massive Astronomical Compact Halo Objects).

Siccome la massa oscura che sarebbe necessaria per produrre le curve di rotazione osservate nelle galassie spirale è valutata dell'ordine di circa 10 volte la massa visibile (quest'ultima ricavata come somma delle stelle e del mezzo interstellare visibili), i valori riportati in Tabella 6.1, ricavati sulla base della sola materia visibile, dovrebbero essere moltiplicati per un fattore ~ 10 per ottenere il valore della massa totale che viene anche detta **massa dinamica**. La ricerca sulla natura della materia oscura è oggi uno dei temi più dibattuti in astrofisica anche per il ruolo cruciale che questa massa non visibile ha nell'ambito della cosmologia. Da osservazioni indirette (dispersione delle velocità delle galassie, emissione X, osservazioni di lenti gravitazionali) si intuisce infatti che anche gli ammassi di galassie ospitano enormi quantità di materia oscura, con masse stimabili nell'ordine di 100 volte quella visibile. In questa visione quindi la materia oscura è la componente dominante della massa dell'Universo e quindi si capisce perchè c'è grande interesse per indagare sulla sua natura. Molti candidati sono stati proposti per la componente cosiddetta *non barionica* come i neutrini (con masse tra 10 e 30 eV/c²) o alcune particelle "esotiche" dette WIMPs (Weakly Interacting Massive Particles) che interagiscono molto debolmente con la materia e sono previste dalle teorie supersimmetriche (neutralino, neutrini pesanti con masse 10-1000 GeV/c²). Un'altra possibilità sono gli assioni che avrebbero massa minore di 0.1 eV/c².

Per completezza aggiungiamo che un'altra ipotesi su cui si indaga è legata alle cosiddette teorie MOND (da MODified Newtonian Dynamics) in cui si avanza l'ipotesi che su scala spaziale galattica la gravità possa avere un comportamento diverso da quello che noi conosciamo e sperimentiamo a scale spaziali più piccole. Naturalmente in questa ipotesi non sarebbe necessario ricorrere alla presenza di massa oscura perchè la curva di rotazione sarebbe la naturale conseguenza della gravità modificata. Si tratta comunque di una strada che per ora porta a diverse contraddizioni e per questo non gode di molto seguito.

6.2 La nostra Galassia

La consapevolezza che il Sistema Solare sia parte di una galassia del tutto simile alle altre ha cominciato ad emergere solo quando la misura delle distanze stellari si è fatta abbastanza accurata da poter evidenziare che le stelle sono in massima parte collocate su un piano, detto piano galattico, che segue approssimativamente la struttura delineata nel cielo dalla fascia luminescente che i nostri predecessori chiamarono *Via Lattea*. Il primo tentativo di mettere in evidenza la disposizione spaziale delle stelle fu fatto da Herschel che, intorno al 1800, considerò tutte le stelle caratterizzate dalla stessa luminosità intrinseca. In questo modo, attribuendo le differenti luminosità osservate per le stelle alla diversa distanza rispetto all'osservatore, si dedusse una distribuzione delle stelle nello spazio. Nonostante questa approssimazione oggi ci appaia alquanto rozza, fu comunque sufficiente a fargli concludere che la disposizione delle stelle intorno alla Terra dovesse essere appiattita.

Un secolo dopo, essendo ormai evidente che le stelle hanno luminosità intrinseche diverse, Kapteyn riconsiderò il problema ottenendo più o meno lo stesso risultato. Successivamente intorno al 1930 Trümpler fece un'ulteriore passo perchè si accorse che, per stimare correttamente le distanze stellari, era necessario tener conto anche dell'assorbimento della luce stellare prodotto dalla polvere interstellare. Con questa correzione si

ottenne quindi una più realistica rappresentazione della dislocazione delle stelle intorno al Sistema Solare.

Una decina d'anni dopo, lo studio della disposizione spaziale degli ammassi globulari iniziato da Shapley chiarì che il Sistema Solare si trovava ad una notevole distanza dal centro galattico. Questo centro, nell'ipotesi (successivamente rivelatasi corretta) che la distribuzione degli ammassi globulari fosse simmetrica rispetto al centro della Galassia, fu individuato nella direzione della costellazione del Sagittario.

Le conoscenze finora accumulate sia sulle galassie esterne che sulla Galassia¹ ci permettono di dire che viviamo in una normale galassia spirale di tipo morfologico tra Sb ed Sc il cui schema è efficacemente rappresentato in Figura 6.2.

Nella stessa figura sono indicate le dimensioni approssimative della Galassia e la posizione occupata dal Sistema Solare. Come si vede il raggio della Galassia è stimato in circa $R_G \sim 15$ Kpc ($\simeq 45000$ anni luce) ed il Sole (indicato dal simbolo \odot) si trova a circa 8–10 Kpc dal centro. Schematicamente si distinguono tre componenti: il disco, il bulge e l'halo.

Il **disco galattico** è popolato di stelle (sia giovani che vecchie) ed ha uno spessore di circa 1 Kpc. All'interno del disco troviamo poi una regione, la più ricca di gas e polveri interstellari, che in pratica definisce il piano galattico occupando una sottile "fetta" di spessore $\simeq 0.2$ Kpc.

Il **bulge** corrisponde al rigonfiamento sferoidale che si nota intorno al centro galattico e che appare densamente popolato di stelle e gas interstellare. La sua osservazione ottica è estremamente limitata dall'estinzione prodotta dalla polvere interstellare e solo recentemente, con le tecniche dell'astronomia infrarossa e radio, si è potuto avere un quadro osservativo più diretto di questa regione che rimane comunque di difficile osservazione anche per un fatto di "confusione" dovuta all'addensarsi di molti oggetti sulla nostra linea di vista.

Infine si distingue il cosiddetto **halo galattico** che corrisponde ad un grande volume centrato sul centro galattico e popolato essenzialmente da ammassi globulari. L'osservazione di questi è facilitata dal fatto che la gran parte di essi si trova ad alta latitudine galattica e quindi la loro luce non deve attraversare regioni ricche di polvere interstellare che tipicamente rendono più difficile l'osservazione degli oggetti sul piano galattico.

Da notare infine che il piano galattico, specialmente nelle regioni più esterne della Galassia, subisce delle deformazioni a causa della interazione gravitazionale con le altre galassie vicine. Queste "storture" (dette anche **warps**) sono schematicamente indicate nella Figura 6.2 dalle parti più esterne del piano galattico che appaiono ripiegate. Questa caratteristica è osservata anche in molte altre galassie a spirale per cui non è una peculiarità della Galassia. Dobbiamo però aggiungere che non sempre questi warps sono giustificabili in termini di interazione con galassie esterne giacchè si osservano anche in casi in cui la galassia appare molto isolata e quindi non ha verosimilmente potuto interagire fortemente con oggetti vicini. I warps quindi potrebbero essere prodotti anche da fattori interni legati all'evoluzione dinamica delle diverse componenti della Galassia.

Il sistema di coordinate galattiche

Per indicare la posizione di un oggetto nella Galassia si utilizza un sistema di *coordinate galattiche* che ha come piano di riferimento il piano Galattico. In questo modo vengono

¹È uso comune nella letteratura distinguere la nostra Galassia dalle altre con la lettera maiuscola

Tabella 6.2: Alcuni dati caratteristici della Galassia visibile

Grandezza	Valore	
Diametro	37000	pc
Raggio del Bulge	2000	pc
Spessore del disco	300	pc
Distanza \odot - centro	10000	pc
Periodo di rotazione del \odot	$2.25 \cdot 10^8$	anni
Velocità di rotazione del \odot	220	km s^{-1}
Numero di Stelle	10^{11}	
Massa totale	$7.2 \cdot 10^{11} \div 10^{12}$	M_{\odot}

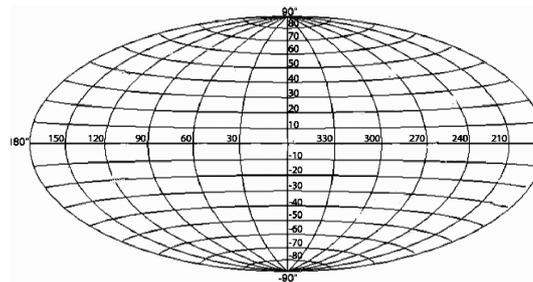


Figura 6.8: Rappresentazione di una proiezione in coordinate galattiche.

definite due coordinate, b ed l , dette rispettivamente latitudine e longitudine Galattica, che si misurano in gradi a partire dal centro Galattico. La latitudine varia tra $-90 < b < +90$ gradi, con la convenzione di scegliere l'emisfero positivo come quello in cui ricade il polo Nord della Terra. La longitudine invece viene misurata a partire dalla direzione del centro Galattico in gradi crescenti in senso antiorario e quindi $0 < l < 360$. La Figura 6.8 mostra il sistema di coordinate, mentre la Figura 6.9 mostra la distribuzione spaziale in coordinate galattiche delle galassie esterne osservate nella regione ottica, evidenziando in questo modo come il disco della Galassia sia opaco nell'ottico e quindi impedisca l'osservazione degli oggetti esterni che si trovano a bassa latitudine Galattica. Le direzioni su cui si proietta il disco galattico appaiono quindi come povere di galassie ed è per questo che questa regione del cielo viene spesso indicata con il nome di **zone of avoidance**. Siccome l'assorbimento della luce delle galassie esterne è attribuibile alla presenza della polvere interstellare, l'individuazione della zone of avoidance rappresenta anche un modo per mettere in evidenza la distribuzione spaziale della polvere all'interno della Galassia.

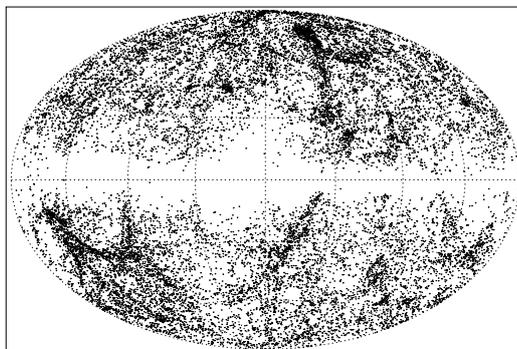


Figura 6.9: La distribuzione delle posizioni delle galassie esterne in coordinate galattiche. Si noti che la regione intorno al piano galattico è povera di punti non perchè non vi siano galassie esterne in quelle direzioni ma per l'effetto "oscurante" della polvere interstellare che si distribuisce sul disco galattico. La regione oscurata viene per questo detta "zone of avoidance".

Le popolazioni stellari

Nel 1944 W. Baade osservando la galassia di Andromeda (anche nota come M 31) registrò la presenza di due tipi di popolazioni di stelle: le stelle del disco galattico, che mostravano un diagramma Luminosità-Temperatura (diagramma HR, vedi p.es. la Fig. 4.7) simile ai corrispondenti diagrammi osservati per gli ammassi aperti della Galassia, mentre le stelle del bulge presentavano un diagramma più simile a quello tipico degli ammassi globulari Galattici. La Fig. 6.10 mostra due tipici diagrammi HR osservati per due tipi di ammassi stellari: globulari ed aperti, rispettivamente a sinistra e a destra.

Queste due categorie di stelle furono quindi prese come archetipi per stabilire due famiglie di stelle dette di popolazione I (ammassi aperti) e popolazione II (ammassi globulari). Quest'idea di popolazioni stellari distinte si è rivelata poi un concetto cardine per interpretare le osservazioni anche nella nostra Galassia utilizzando il fatto che le due popolazioni sono associate ad età diverse, essendo la popolazione I di più recente formazione rispetto alla popolazione II.

È usuale in astronomia dare quindi il nome di **popolazione stellare** ad un gruppo di stelle che mostrano caratteristiche simili rispetto alla loro distribuzione spaziale, alla composizione chimica, alla cinematica o all'età. Le proprietà di queste popolazioni stellari non sono tuttavia discrete, ma piuttosto mostrano una distribuzione continua che viene interpretata in relazione ai cambiamenti, che si sono via via succeduti, nelle modalità con cui le stelle si sono formate nel tempo. Quindi in pratica possiamo dire che l'osservazione di popolazioni diverse di stelle si ricollega alla storia evolutiva della intera Galassia.

Si distinguono essenzialmente tre popolazioni stellari nella Galassia: la popolazione di **disco**, quella di **bulge**, e quella di **halo**. Riferendosi alla Figura 6.2 si intuisce quale sia la distribuzione spaziale di queste popolazioni. Le stelle di disco si collocano nella parte appiattita della Galassia e ruotano "coerentemente" intorno al centro Galattico, mentre

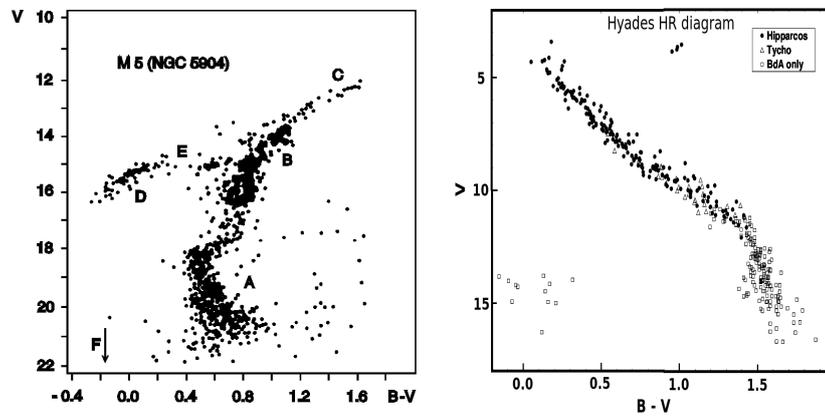


Figura 6.10: A sinistra: il diagramma H-R per l'ammasso globulare M5. A indica la sequenza principale (la parte di bassa massa); B il ramo delle giganti rosse; C la zona corrispondente al "flash dell'elio"; D il braccio orizzontale; E il "gap" di Schwarzschild; F la regione delle nane bianche (sotto la freccia). A destra: diagramma HR di un ammasso aperto (in questo caso le Iadi) in cui si vede che tutta la sequenza principale e' popolata segnalando la minore età dell'ammasso aperto rispetto a quello globulare. Le magnitudini riportate sono apparenti.

la popolazione di bulge è confinata in una regione più limitata e sferoidale che "avvolge" il centro Galattico. Le stelle di halo invece popolano anche le regioni più esterne della Galassia e si muovono su orbite ellissoidali che le possono portare ad intersecare anche il disco ed il bulge.

Oltre alla diversa distribuzione spaziale ed alla dinamica, queste popolazioni si distinguono anche per altre caratteristiche come l'età. Da questo punto di vista le stelle del disco sono considerate come oggetti giovani di recente formazione, le stelle del bulge come oggetti vecchi, e le stelle dell'halo come oggetti ancora più vecchi. Oltre all'età osserviamo anche una diversa composizione chimica delle superfici stellari: infatti le popolazioni di disco e di bulge appaiono più ricche di elementi pesanti, mentre la popolazione di halo è tipicamente povera di questi elementi.

Tutte queste caratteristiche possono essere lette in un'unico schema evolutivo che vede l'aspetto cinematico legato all'evoluzione della Galassia a partire da una forma primitiva sferoidale verso una forma evoluta appiattita. In questa visione si capisce come le stelle formatesi all'inizio dell'evoluzione, e quindi vecchie, abbiano una distribuzione sferica mentre quelle formatesi più recentemente occupano un volume legato al disco Galattico. Anche la ricchezza chimica trova spiegazione in questo schema visto che i responsabili dell'arricchimento chimico della Galassia sono le stesse stelle che, attraverso le reazioni nucleari nelle loro regioni centrali, producono gli elementi più pesanti che vengono poi rimessi in circolazione durante le ultime fasi evolutive delle stelle. Negli stadi più avanzati dell'evoluzione le stelle possono infatti espellere materiale chimicamente arricchito, sia attraverso il meccanismo dell'esplosione di supernova che per mezzo di fenomeni meno eclatanti come le novae o i venti stellari. I venti stellari infatti

diventano sempre più importanti con l'avanzare della evoluzione verso le fasi di gigante e supergigante perchè in queste fasi il raggio stellare aumenta fino a diventare centinaia di volte maggiore rispetto al suo valore di sequenza principale. Ne consegue quindi che la gravità superficiale della stella subisce una forte riduzione che, insieme all'aumento della turbolenza (convezione) prodotto dall'abbassamento della temperatura, favorisce lo svilupparsi di forti venti stellari che fanno perdere massa alla stella. Tutti questi sono fenomeni dei quali abbiamo comunque innumerevoli prove osservative.

Questo schema implica quindi che la composizione chimica del mezzo interstellare di una galassia si arricchisca, col passare del tempo, di elementi pesanti consentendo alle generazioni successive di stelle di formarsi a partire da un materiale tanto più ricco di elementi pesanti quanto più recente (rispetto ad oggi) sarà stata la loro formazione.

A questo punto è interessante notare come la classificazione delle stelle, iniziata sulla base dell'apparenza spettrale e del profilo delle righe di assorbimento prodotte nelle atmosfere stellari, si arricchisce ora dell'informazione spaziale, chimica e cinematica che proviene dall'appartenenza ad una particolare popolazione stellare.

Il mezzo interstellare

Abbiamo già accennato in precedenza al fatto che la Galassia contiene, oltre alle stelle, anche gas e polveri diffuse. La presenza di gas diffuso, ovvero a bassa densità ($n \sim 1-10^4 \text{ cm}^{-3}$), è già evidente nelle immagini di regioni di cielo che possiamo ottenere anche con un piccolo telescopio e che mostrano le cosiddette "nebulose interstellari" o **regioni HII** costituite da gas ionizzato. La causa della ionizzazione in questi casi è da attribuirsi ai fotoni UV emessi soprattutto dalle stelle più calde, cioè stelle dei primi tipi spettrali, in vicinanza delle quali spesso si notano proprio delle nebulose diffuse ionizzate.

Storicamente questo tipo di nebulæ sono state rivelate prima perchè emettono la loro luce nella regione ottica dello spettro ed in particolare, trattandosi di gas ionizzati, emettono la maggior parte dell'energia in linee spettrali prodotte da due meccanismi principali: la ricombinazione dell'H e l'eccitazione collisionale di ioni più pesanti come N II, O II, O III, Mg II che hanno livelli energetici a distanza di pochi eV dal livello fondamentale e quindi sono eccitabili anche a temperature dell'ordine di 10^4K , tipiche delle nebulose ionizzate da stelle calde.

Il gas diffuso però è presente su tutto il disco Galattico per cui quello che si osserva legato alle nebulose ionizzate è solo una piccola parte del tutto. La parte di gas che rimane neutra può essere rivelata o per via indiretta (linee di assorbimento di atomi neutri sulla linea di vista di stelle lontane) oppure osservando nella regione spettrale radio dove la transizione iperfine, che corrisponde allo **spin-flip** del livello fondamentale dell'atomo di idrogeno, può emettere radiazione. La probabilità di questa transizione è estremamente bassa ($A_{u,l} = 2.85 \times 10^{-15} \text{ s}^{-1}$) e corrisponde ad un intervallo di tempo medio nel quale l'atomo rimane sul livello eccitato dell'ordine di $\Delta t \sim A^{-1} \simeq 10^7$ anni!. È quindi solo in situazioni astrofisiche di bassissima densità (per evitare la diseccitazione collisionale) e grandi dimensioni delle nubi in gioco (per accumulare densità di colonna), che è possibile osservare questa transizione.

L'energia associata alla transizione dallo stato con spin parallelo a quello antiparallelo è modesta per cui la frequenza è intorno a 1420 MHz e la lunghezza d'onda corrispondente è $\lambda \simeq 21 \text{ cm}$. Si capisce quindi perchè la rivelazione del gas interstellare

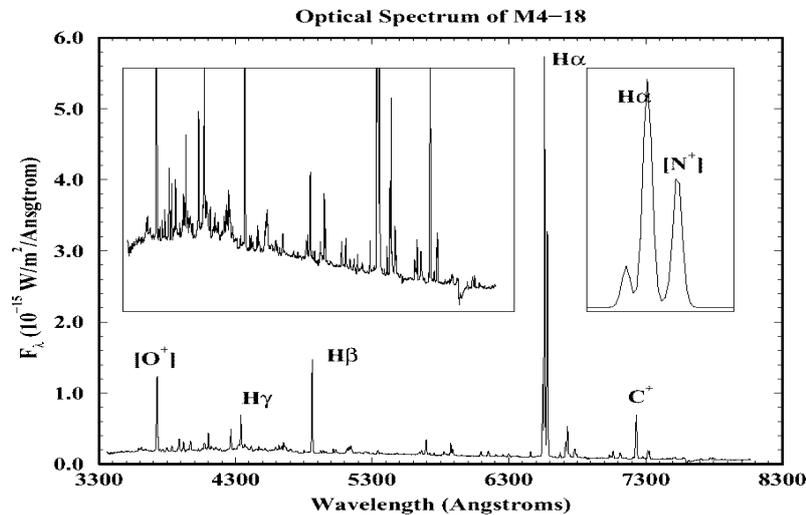


Figura 6.11: Uno spettro tipico di un gas astrofisico ionizzato da una stella centrale. In questo caso si tratta della nebulosa M 4-18. Nel riquadro in alto a sinistra è riportato lo stesso spettro dilatato sulle ordinate per evidenziare le linee d'emissione più deboli; mentre in alto a destra è riportato un ingrandimento della regione intorno alla linea $\text{H}\alpha$ ($\lambda = 6563 \text{ \AA}$) che mostra la presenza di una linea molto vicina dell'azoto ionizzato.

neutro ha dovuto attendere lo sviluppo della radioastronomia. Al giorno d'oggi il gas neutro si rivela anche in altre linee radio prodotte da molecole, come il CO, CS, NH_3 , che però si formano più facilmente quando la densità è più alta ($n \sim 10^2 \div 10^4 \text{ cm}^{-3}$) e quindi mappano regioni diverse rispetto a quelle mappate dalla linea dell'H a $\lambda = 21 \text{ cm}$.

Alcune immagini del piano Galattico, ricostruite a partire da osservazioni a diverse lunghezze d'onda, sono mostrate in Figura 6.12. Si noti la diversità della morfologia che via via si manifesta al cambiare della lunghezza d'onda di osservazione.

L'altra componente del mezzo interstellare è di tipo solido ed è detta **polvere interstellare**. La prima evidenza della presenza di questa componente è data dall'osservazione che la fascia che la Via Lattea disegna nel cielo notturno ai nostri occhi (quindi nel visibile, vedi anche la terzultima immagine in Figura 6.12) appare solcata da regioni oscure che, inizialmente interpretate banalmente come regioni di minore densità di stelle, si sono poi rivelate come la testimonianza della presenza "oscurante" della polvere interstellare. La presenza della polvere è poi anche testimoniata dal fatto che la luce delle stelle lontane subisce un **arrossamento** (reddening) che può essere facilmente interpretato come il prodotto dell'interazione tra la luce ed una distribuzione di grani di polvere, di dimensioni sub-microniche, che sono interposti tra sorgente (in questo caso una stella) ed osservatore.

L'evidenza diretta di questa componente è ormai acquisita grazie ai satelliti per astronomia infrarossa che hanno realizzato mappe del cielo a diverse lunghezze d'onda (in particolare il satellite IRAS a $\lambda = 12, 25, 60, \text{ e } 100 \mu\text{m}$ da cui sono state ricavate le immagini infrarosse di Figura 6.12) che hanno rivelato la radiazione emessa direttamente

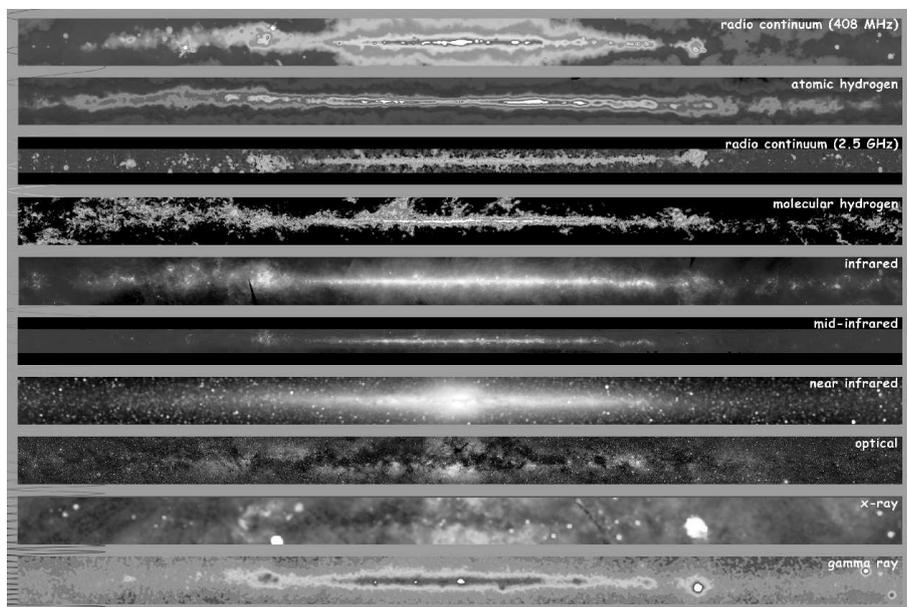


Figura 6.12: Immagini composite della Via Lattea ottenute a diverse lunghezze d'onda. La regione rappresentata in ogni immagine è una fascia compresa tra $-10 < b < +10$ gradi di latitudine galattica.

dalla polvere. Questa, trovandosi nel mezzo interstellare lontano dalle stelle, raggiunge temperature di equilibrio piuttosto basse ($T_{dust} \sim 10 \div 50$ K), producendo per questo uno spettro continuo in cui la maggior parte dell'energia viene emessa nella regione IR dello spettro².

6.3 Galassie peculiari

Non tutte le galassie sono riconducibili allo schema di classificazione morfologica di Hubble. Molte galassie infatti vengono dette peculiari sulla base della loro apparenza nell'ottico. Nella maggior parte dei casi si tratta di galassie che nella loro storia evolutiva hanno subito forti interazioni con altre galassie che possono essere state sia "di passaggio" sia vere e proprie compagne di un sistema gravitazionalmente legato. Alcuni esempi di galassie peculiari sono mostrati in Figura 6.13.

Galassie di Seyfert, QSO, radiogalassie.

Oltre alla morfologia vi sono altre caratteristiche che spesso vengono associate all'idea di peculiarità di una galassia. Intorno agli anni '40 alcuni osservatori (tra cui C. Seyfert) notarono che alcune galassie, che dal punto di vista morfologico apparivano come galassie normali, mostravano però un nucleo centrale particolarmente brillante rispetto al resto

²a questo proposito si ricordi che un Black Body a temperatura T emette la massima intensità alla lunghezza d'onda data da: $\lambda_{max} T \simeq 2897 \mu\text{m K}$ (legge di Wien)

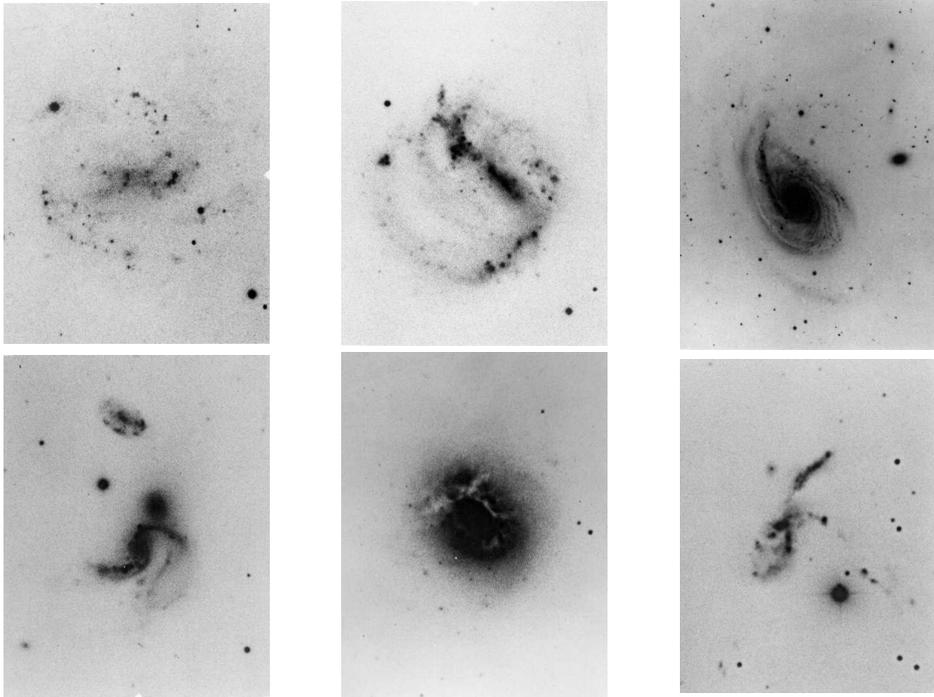


Figura 6.13: Esempi di galassie peculiari dal catalogo di Arp. Da sinistra a destra: in alto gli oggetti #2, #5, #78, in basso: #111, #212, #259.

della galassia. I casi in cui il nucleo appariva simile ad una stella (star-like) e con una luminosità particolarmente elevata rispetto a quella delle altre regioni della galassia, venivano indicati come galassie di tipo "N". Questi oggetti furono i primi di una nuova famiglia di galassie che oggi viene indicata come classe degli **AGN** (da Active Galactic Nuclei). Con il progredire delle capacità osservative ci si è poi resi conto che quasi tutte le galassie mostrano segni di "attività" associata al nucleo, intendendo per attività la produzione di una quantità di luminosità incompatibile con la presenza, nelle regioni nucleari, delle sole stelle.

Le cosiddette **galassie di Seyfert** appaiono nella maggior parte dei casi come spirali, ma sono caratterizzate da una particolarità del loro spettro: sia in ottico che in UV i loro nuclei galattici mostrano linee di emissione con profili tanto larghi da suggerire la presenza di moti del gas con velocità relative dell'ordine di 1000 km s^{-1} . Queste linee, inoltre, possono mostrare anche un doppio picco che viene interpretato come l'indicazione della presenza di un disco di gas rotante visto da grandi angoli di inclinazione. In questo modello le parti del disco che si avvicinano e si allontanano dall'osservatore sono responsabili rispettivamente del picco blu e rosso osservato nelle linee di emissione. Se questo disco fosse effettivamente presente nelle regioni centrali delle galassie di Seyfert, allora si potrebbe ipotizzare che l'azione della viscosità sul materiale del disco possa provocare la perdita di momento angolare e quindi l'accrescimento di massa sulla regione centrale. Tutto ciò comporterebbe in modo naturale il rilascio di energia gravitazionale che può così essere indicata come la fonte del surplus di luminosità prodotta

nel nucleo di queste galassie.

Anche se la natura dell'oggetto centrale di queste galassie non è ben conosciuta per la difficoltà di osservare i dettagli del nucleo, si può comunque dire che questo oggetto debba essere certamente massivo in modo tale da poter generare una buca di potenziale gravitazionale tale da far rilasciare al materiale in accrescimento un'energia sufficiente a giustificare le luminosità osservate. Un'altra caratteristica che ci si aspetta debba avere l'oggetto posto al centro di queste galassie è una forte rotazione generata dall'apporto di momento angolare dovuto alla massa che man mano si accumula al centro. Molti ritengono che un meccanismo di accumulazione di questo tipo possa portare a produrre al centro delle galassie un **buco nero (black hole)** con masse dell'ordine di $M_{bh} \sim 10^8 M_{\odot}$. Un'altra possibilità per giustificare la grande luminosità di questi nuclei galattici è anche offerta dall'osservazione che in alcune galassie irregolari vicine si verificano episodi di rapida e cospicua formazione di stelle (da cui anche il nome di **starburst galaxies**) che, se avvenissero nei nuclei galattici potrebbero produrre grandi luminosità senza dover richiedere la presenza di buchi neri massivi.

I **quasar**, in un primo tempo ritenuti fenomeni a se stanti ma successivamente collegati ai nuclei delle galassie, prendono il nome dalla contrazione di *quasi stellar radio sources*. Originariamente vennero infatti identificati come oggetti ottici di apparenza quasi stellare associati a forti sorgenti di emissione radio. Gli spettri di questi oggetti mostrarono da subito che non si trattava di oggetti stellari del tipo già noto, finché non ci si accorse (M. Schmidt 1963) che era possibile interpretare le lunghezze d'onda associate ad una serie di linee di emissione come appartenenti alla serie di Balmer dell'idrogeno, ma tutte spostate a più grandi lunghezze d'onda (**red-shift**) in modo da avere lo stesso $\Delta\lambda/\lambda$ con $\Delta\lambda = \lambda_{oss} - \lambda_{lab}$.

Una facile interpretazione di questa osservazione è in termini di effetto Doppler e quindi, analogamente all'interpretazione cosmologica che viene data del red-shift delle galassie lontane, è stata naturalmente legata all'idea della generale espansione dell'Universo. Per completezza va anche detto che, sebbene la maggior parte degli astronomi propenda oggi per un'interpretazione cosmologica del red-shift dei QSO, si svolge ancora un dibattito al riguardo per cui la possibilità di una origine non collegata all'espansione dell'Universo non è del tutto esclusa. I grandi redshift misurati per i quasar, se interpretati in senso cosmologico, li pongono a grandissime distanze, implicando quindi per questi oggetti enormi luminosità, dell'ordine di $L_{QSO} \sim 10^{13} L_{\odot}$, superiori anche a quelle delle galassie più brillanti.

Siccome col passare del tempo sono stati identificati oggetti con spettro simile ai quasar, ma senza apprezzabile emissione radio, si è introdotto il termine più generale di **QSO** (da: Quasi Stellar Object) per includere sia gli originali quasar radio-emittenti (detti **radio-loud**) che i radio-quieti (**radio-quiet**). Come per le galassie di Seyfert, anche per i QSO le linee spettrali appaiono fortemente allargate e quindi anche in questi oggetti si ritiene vi siano in gioco grandi differenze di velocità nella zona che produce le linee di emissione. Come per le Seyfert, anche per i QSO si ritiene che la luminosità sia originata da accrescimento di materia su un oggetto massivo centrale, solo che nel caso dei QSO l'accrescimento potrebbe avvenire con meccanismi diversi dal solo disco di accrescimento rotante. Nonostante la grande brillantezza dei QSO in alcuni casi è stato possibile rivelare una galassia ellittica, relativamente debole, che circonda il QSO, il che ha fatto pensare che questi oggetti possano rappresentare essenzialmente i nuclei brillanti di galassie ellittiche che nel passato sono state particolarmente "attive".

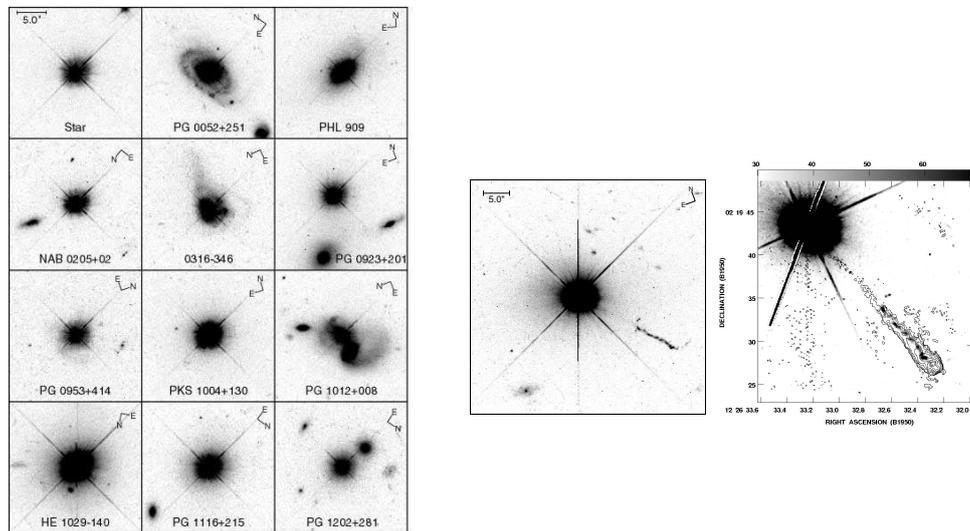


Figure 1

Figura 6.14: A sinistra alcune immagini di QSO osservati da HST. Al centro un'immagine di 3C 273 che è un QSO tra i più brillanti e studiati. A destra l'immagine evidenzia il getto di 3C 273 con i contorni dell'emissione radio sovrapposti.

Ad un certo momento lo sviluppo della radioastronomia ha evidenziato il fatto che non solo i QSO ma anche molte delle galassie esterne sono associate ad una forte emissione di radioonde. Si conìò così il termine di **radiogalassia** per indicare quelle galassie che mostravano emissione radio, tipicamente a frequenze intorno a 408 MHz, ad un livello $10^3 \div 10^7$ volte superiore a quello della nostra Galassia. L'aspetto interessante di questa emissione radio è che, invece di essere associata con il centro della galassia, spesso si mostra distribuita in due regioni opposte rispetto al centro galattico, dette lobi, che appaiono a grandi distanze (10^{5-6} pc) dalla galassia centrale al cui nucleo appaiono spesso connesse da una "scia" di emissione più debole. L'emissione da questi lobi è anche polarizzata e mostra un caratteristico spettro di potenza del tipo:

$$F_\nu \propto \nu^{-\alpha} \quad \text{con} \quad \alpha \sim 0.8$$

che viene interpretato come emissione di sincrotrone prodotta dalla interazione tra elettroni relativistici ed un campo magnetico. In questa situazione le cariche in movimento risentono della forza di Lorentz e quindi gli elettroni vengono costretti a spiraleggiare e quindi emettere radiazione (da cariche accelerate) la cui polarizzazione è imposta dalla orientazione delle linee del campo magnetico.

È anche interessante il fatto che dall'andamento spettrale osservato possiamo avere informazione sulla forma dello spettro energetico $n(E)$ degli elettroni dato che c'è una relazione ben definita con l'indice spettrale:

$$n(E) \propto E^{-(2\alpha+1)}.$$

Dall'interpretazione delle osservazioni in chiave di emissione di sincrotrone si ricava quindi che i lobi radio, pur avendo dimensioni paragonabili a quelle della galassia, contengono pochissima massa perchè costituiti da un tenue gas di elettroni relativistici che si muovono in un campo magnetico. In queste radiogalassie si osserva inoltre la presenza di connessioni tra lobi radio e centro galattico a testimonianza del fatto che i lobi vengono verosimilmente generati da una continua espulsione di materia dai centri galattici. Tutto ciò suggerisce ancora che i nuclei di queste galassie siano "attivi" così da poterli accomunare in un'unica descrizione fisica che possa, allo stesso tempo, spiegare anche gli altri fenomeni illustrati prima come le galassie di Seyfert ed i QSO.

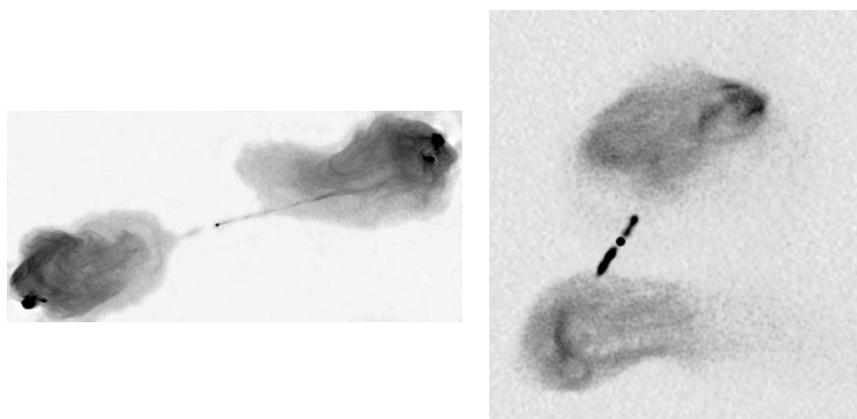


Figura 6.15: A sinistra la distribuzione spaziale dell'emissione radio della radiogalassia Cygnus A (dimensioni angolari dell'immagine $2.3' \times 1.3'$). I getti di materia che connettono il nucleo centrale con i lobi lontani sono evidenti. L'alta risoluzione spaziale di questa immagine è possibile grazie all'uso di un grande interferometro radio (Very Large Array ad una $\lambda = 6$ cm). Un'altro esempio di radiogalassia è 3C 288, mostrata a destra.

Un modello per le galassie attive.

Oltre alle galassie attive che abbiamo finora menzionato, possiamo incontrare in letteratura un gran numero di altre famiglie di galassie (oltre a Seyfert, QSO e radio galassie, abbiamo oggetti di tipo BL Lacertae, LINERS -Low Ionization Nuclear Emission line Regions-, Starburst galaxies etc.) ognuna delle quali è caratterizzata da una propria fenomenologia. Siccome da un punto di vista osservativo si tratta sempre di evidenze di attività associata al nucleo delle galassie, si usa comprendere tutti questi oggetti nella categoria cosiddetta degli **AGN** (da Active Galactic Nuclei).

È interessante a questo punto accennare alla possibilità di comprendere tutte queste categorie di oggetti sulla base di un unico modello che viene per questo indicato come "modello unificato" per gli AGN. Questo modello, che qui ci limitiamo a descrivere per sommi capi, è il frutto di molti tentativi a partire dai quali è via via emerso un quadro plausibile.

Il punto essenziale di questo modello consiste nella ipotesi che nel nucleo dell'AGN vi sia un oggetto massivo molto compatto (che potrebbe anche essere un buco nero),

circondato da un ambiente di materiale assorbente ("clouds") localizzato a pochi parsec nelle immediate vicinanze. In questo caso il potenziale gravitazionale ed il suo gradiente sarebbero abbastanza elevati da produrre, entro questa regione, grandi differenze di velocità tra le nubi, producendo così le larghe linee di emissione osservate negli spettri ottici-UV degli AGN. Per questo motivo questa regione di pochi parsec viene detta anche **Broad Line Region** (BLR). Intorno a questa regione il modello prevede poi un anello in cui il gas si muove a più basse velocità producendo quindi linee spettrali più strette, da cui il nome di **Narrow Line Region** (NLR) dato a questa zona.

In una situazione del genere, il gas tende ad accrescersi sull'oggetto centrale e nel fare questo deve anche poter perdere il suo momento angolare. Un processo del genere implica necessariamente la perdita di una parte di gas che si porta via la maggior parte del momento angolare in gioco. Il corrispondente osservativo di questo processo lo possiamo individuare nei **getti (jets)** di materia che spesso osserviamo associati ai nuclei degli AGN.

A questo punto possiamo immaginare che, se l'osservatore si trova allineato con la direzione dei getti di materia, la fenomenologia associata al nucleo attivo potrà essere "nascosta" all'osservazione e le linee emesse dalla BLR non saranno più visibili. Casi di questo genere corrisponderebbero ad oggetti di tipo BL Lacertae che mostrano uno spettro continuo senza particolari linee di emissione. Questo tipo di situazione si modificherà naturalmente man mano che l'angolo di inclinazione tra osservatore e asse dei getti aumenta.

Quando l'inclinazione del sistema permette di "vedere" la BLR allora l'oggetto apparirà come una radio galassia con linee di emissione allargate. All'aumentare della inclinazione può succedere che le regioni più interne (la BLR) siano oscurate dalle nubi nella regione più esterna (NLR) e quindi l'oggetto potrebbe mostrare solo le linee di emissione più strette. In questo caso il getto emesso dal nucleo centrale sarebbe osservato quasi perpendicolarmente all'asse del disco oscurante e quindi si osserverebbe una radio-galassia a due lobi. Nel caso di assenza del getto di materia dal nucleo si avrebbe una galassia radio-quieta.

Con queste semplici considerazioni diventa quindi possibile collegare logicamente le diverse famiglie di AGN che, sulla base della specifica fenomenologia, vengono descritte da un unico modello fisico in cui varia solo l'inclinazione della linea di vista dell'osservatore rispetto allo stesso tipo di oggetto fisico.

La semplicità di questa descrizione tuttavia non deve far pensare che queste idee siano definitive, giacché vi sono ulteriori evidenze osservative che suggeriscono almeno un altro parametro oltre all'inclinazione. Questo perché viene comunque osservata una notevole differenza nelle luminosità intrinseche tra gli oggetti considerati. Infine va detto che i dettagli della fisica del modello, specialmente in vicinanza dell'oggetto centrale, sono ancora oggetto di dibattito e di attività di ricerca.

6.4 Ammassi di galassie

Se consideriamo la distribuzione delle galassie nel cielo mostrata in Figura 6.9 non appare evidente la tendenza delle galassie a raggrupparsi. Questa caratteristica è stata evidenziata in modo più chiaro quando si è potuto determinare le distanze delle galassie esterne. La galassia di Andromeda (Figura 6.16), molto simile alla nostra Galassia, da cui dista circa 0.7 Mpc, costituisce l'oggetto extragalattico su cui si calibrano una serie

di metodi per la misura delle distanze che ci permettono di valutare poi le distanze delle galassie più lontane.

Senza entrare nel dettaglio dei metodi utilizzati, possiamo delineare un panorama extragalattico in cui notiamo che le galassie tendono a raggrupparsi in oggetti che se costituiti da più di 100 membri vengono detti **ammassi di galassie (clusters)**, mentre se sono meno ricchi sono chiamati **gruppi di galassie (groups)**.

La Galassia è appunto parte del cosiddetto Gruppo Locale che è costituito da una ventina di membri, quasi tutti galassie nane ellittiche ed irregolari. Il gruppo è dominato dalla Galassia e dalla galassia di Andromeda che occupano all'incirca una posizione centrale. I compagni più vicini (~ 50 kpc) della nostra Galassia sono le due nubi di Magellano (Grande e Piccola Nube) che sono galassie irregolari visibili dall'emisfero sud, mentre Andromeda ha tre galassie satelliti dette M 33, M 32, ed NGC 205. La prima è una piccola spirale mostrata in Figura 6.17, mentre le altre due sono piccole ellittiche (vedi Figura 6.16). Uno schema della disposizione spaziale delle galassie nel Gruppo Locale è mostrato in Figura 6.18.

Entro 15-20 Mpc si trovano diversi altri gruppi di galassie come quello di Ursa Major che contiene due famose galassie M81 ed M82 (vedi Figura 6.19). questi gruppi non sono distribuiti a caso ma si notò nel 1950 (G. De Vaucouleurs) che formano una fascia che è parte del cosiddetto **superammasso locale** o **local supercluster**. Questo è un grande agglomerato di galassie, di forma schiacciata, con dimensioni di circa 20-30 Mpc (asse maggiore) per 15-20 Mpc (asse minore) nel cui piano si colloca all'incirca il Gruppo Locale. Di questo superammasso fa parte il Virgo cluster, proiettato nel cielo della costellazione della Vergine. Si tratta di un ammasso di circa 2500 membri che occupa la posizione centrale e dal quale il Gruppo Locale dista circa 15-20 Mpc.

All'esterno del superammasso locale si colloca l'ammasso della Coma, mostrato in Figura 6.20, che si proietta nella costellazione della Chioma di Berenice. Si tratta di un ammasso anche più ricco di quello della Vergine e del quale, nonostante la distanza stimata tra 70 e 140 Mpc, sono noti circa un migliaio di membri.

Abbiamo usato finora una descrizione del mondo extragalattico in uno schema gerarchico in cui la tendenza delle galassie a raggrupparsi si ripete a diverse scale spaziali. Uno dei problemi che sorgono in questo tipo di classificazione riguarda il criterio di appartenenza di una galassia ad un cluster che rimanda subito alla questione di come si stabilisce il confine di un cluster di galassie. Da un punto di vista osservativo i cluster di galassie non mostrano precisi confini ma vengono identificati dagli osservatori come un aumento di densità del numero di galassie contate entro un certo raggio angolare su una distribuzione più o meno continua di oggetti. Nel 1950 G. Abell, un pioniere nello studio degli ammassi di galassie che realizzò un importante catalogo che prende il suo nome, definiva un cluster come una regione in cui vi fossero più di 50 galassie brillanti entro un raggio di 3 Mpc. È interessante notare che egli intendeva come brillanti solo quelle galassie la cui magnitudine apparente fosse stata compresa entro due magnitudini dalla terza galassia più brillante dell'ammasso. Questa strana procedura ha una sua ragione legata al fatto che, mentre le galassie più brillanti degli ammassi mostrano luminosità che possono essere anche molto diverse tra loro, la terza galassia più brillante degli ammassi tende invece a presentarsi sempre della stessa luminosità. Per questa ragione fu adottata come miglior termine di paragone delle luminosità delle galassie in un ammasso.

Da un punto di vista teorico si potrebbe definire un ammasso come un gruppo di

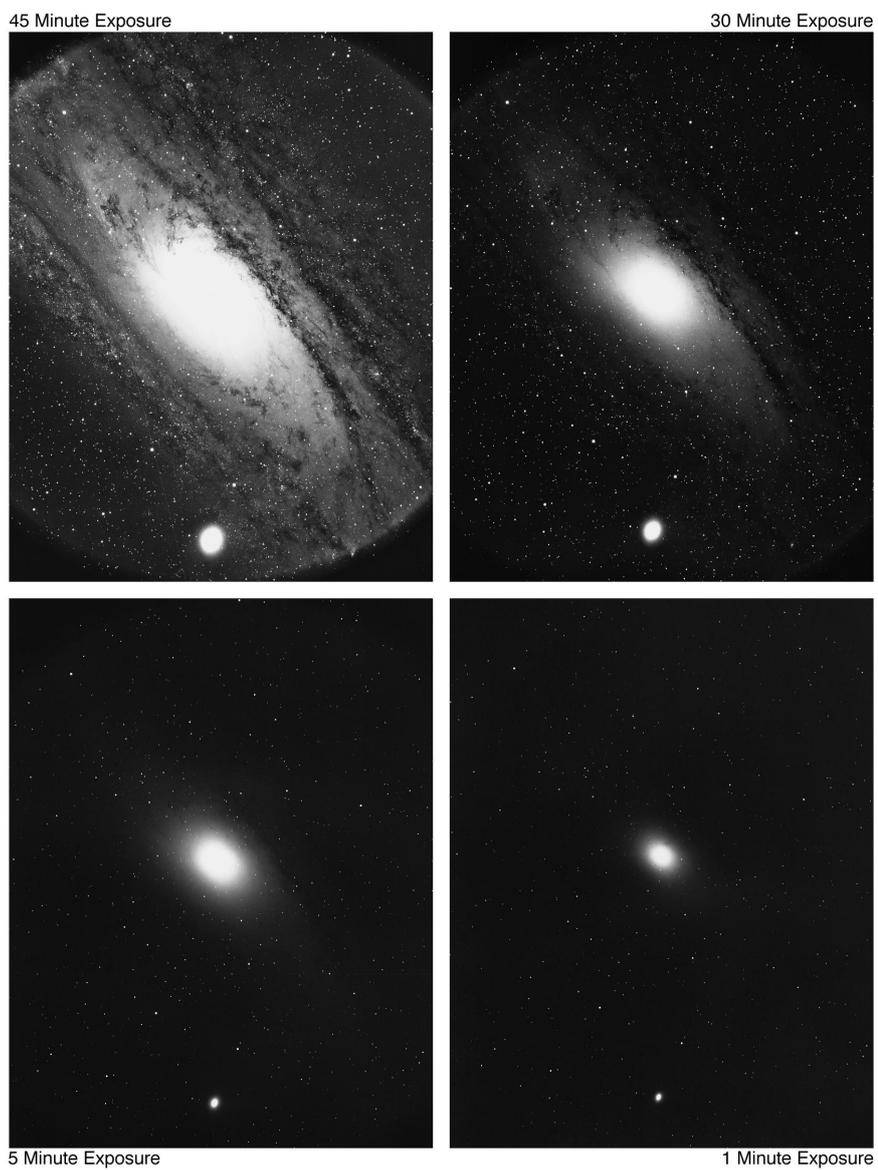


Figura 6.16: La galassia di Andromeda (M 31) come appare all'osservazione con diversi tempi di esposizione che mettono in evidenza diverse regioni della galassia. Si noti in basso la più piccola M32, una galassia ellittica nana.



Figura 6.17: La galassia M 33, satellite di Andromeda (M 31).

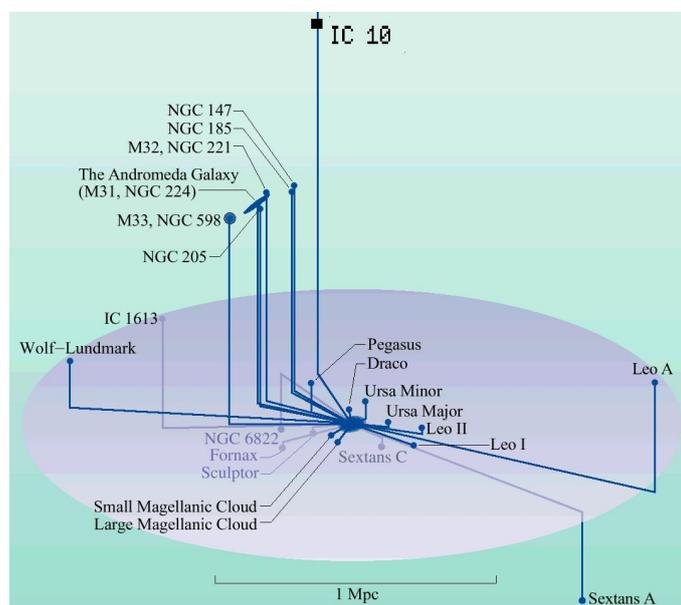


Figura 6.18: Uno schema della disposizione spaziale delle galassie del Gruppo Locale. Si noti come gli oggetti siano concentrati intorno agli oggetti dominanti che sono la Galassia, rappresentata al centro, ed M 31.



Figura 6.19: Le galassie M 81 (a sinistra) ed M 82 (a destra) in Ursa Major.

galassie che mostrano uno stato energetico in equilibrio viriale, cioè in cui il potenziale gravitazionale è circa pari al doppio dell'energia cinetica associata al moto delle galassie entro l'ammasso (vedi la relazione del teorema del viriale, paragrafo 4.4.2). L'utilizzo pratico di questo criterio è reso difficile sia dalle limitazioni osservative nell'individuare tutte le galassie di un dato ammasso, sia dal problema complementare di escludere le galassie che appaiono solo proiettate sull'ammasso, senza farne effettivamente parte. Un'altra difficoltà si presenta per il fatto che gli ammassi di galassie appaiono molto meno isolati delle galassie o delle stelle, nel senso che la distanza tra due ammassi di galassie è dello stesso ordine del raggio di un ammasso. In queste condizioni gli ammassi non corrispondono ad un sistema isolato che pure è richiesto per applicare correttamente il teorema del viriale. Ancora, sappiamo anche che gli ammassi vengono continuamente arricchiti da materia intergalattica che vi cade dentro (infall) rendendo ancora meno isolato il sistema.

I cluster, oltre a mostrare un diverso numero di galassie (richness) differiscono tra loro anche nella tipologia dei membri. Generalmente i cluster più massivi contengono principalmente galassie ellittiche con la componente di galassie spirali che popola prevalentemente le parti più esterne degli ammassi. Al contrario i cluster più piccoli sono dominati da galassie spirali.

L'osservazione degli ammassi di galassie a lunghezze d'onda diverse dal visibile ha rivelato che i cluster sono associati ad una intensa emissione X (lunghezze d'onda intorno ai pochi Å), che sono prodotti da un gas molto caldo ($T_{gas} \sim 10^{7-8}$ K) e tenue ($n \sim 10^{-1} \text{ cm}^{-3}$) che pervade tutto il volume di un ammasso mantenendosi in equilibrio viriale. Questo in altre parole corrisponde a dire che la temperatura del gas è tale da impedire il collasso gravitazionale di questo mezzo diffuso la cui massa è stimata dello stesso ordine della massa visibile in forma di galassie dell'ammasso.

Se si utilizza il teorema del viriale per giudicare se un ammasso di galassie è in

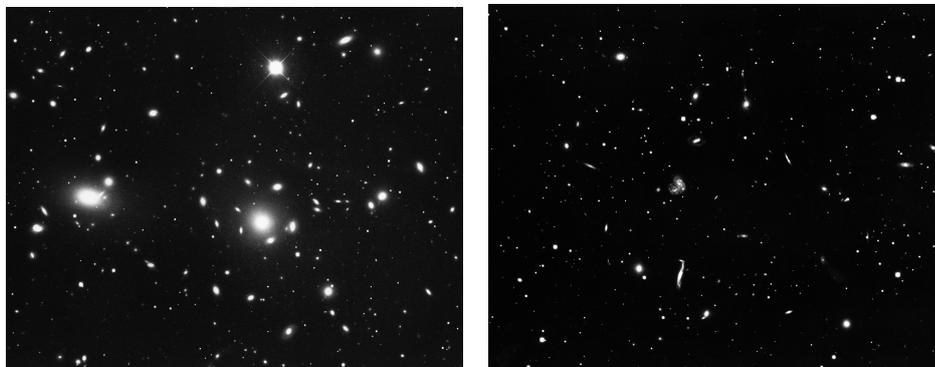


Figura 6.20: Gli ammassi nella costellazione della Coma (a sinistra) e dell'Hydra (a destra).

equilibrio energetico dobbiamo valutare sia la distribuzione di massa nell'ammasso per calcolare l'energia potenziale gravitazionale che le velocità delle galassie per ricavare l'energia cinetica totale. Da questo approccio risulta evidente che le galassie in un ammasso si muovono molto più velocemente di quanto sarebbe possibile in una situazione di equilibrio viriale. Anche tenendo conto che le singole galassie possano avere aloni di materia oscura (come abbiamo visto nel paragrafo precedente) questo tipo di osservazioni ha fatto pensare che la materia oscura debba essere associata anche alle scale spaziali degli ammassi. In questa ipotesi si giustificherebbero anche le temperature e le masse associate al gas caldo che emette radiazione X.

È importante notare che gli ammassi ricchi generalmente mostrano al centro una o due galassie ellittiche giganti che spesso hanno grandi involucri e sono molto più grandi di ogni altra nell'ammasso. Queste caratteristiche fanno pensare alla possibilità che questi oggetti siano prodotti da collisioni seguite dalla fusione di due galassie che, data l'alta densità di oggetti, possono aver luogo più facilmente in prossimità dei centri degli ammassi. In queste regioni le distanze intergalattiche tipiche sono stimate tra i 50 kpc e 500 kpc e quindi, se paragonate alla dimensione della Galassia di circa 30 kpc, fanno capire come sia ragionevole pensare che nel centro degli ammassi vi sia una alta probabilità di "urti" tra galassie. La galassia risultante dalla fusione di due o più oggetti viene detta **merger** e, contribuendo a rendere più profonda la buca di potenziale al centro dell'ammasso, può continuare a provocare la caduta in questa buca di altre galassie. Per indicare questo meccanismo si è usato il termine di "cannibalismo" e, siccome sembra essere un fenomeno più comune nei piccoli gruppi di galassie, si ipotizza uno schema in cui le galassie giganti si formano preferibilmente in piccoli gruppi. Sono poi i gruppi che, tendendo ad associarsi, vanno a formare gli ammassi ricchi di galassie.

Comunque, nella varietà di casi possibili, l'interazione tra le galassie può anche non portare al merging, nel senso che non necessariamente le due galassie interagenti dovranno coalescere in un'unico oggetto. Quello che in ogni caso è apparente dopo l'interazione tra galassie sono forti modificazioni della struttura degli oggetti. Questo è anche suggerito dall'osservazione che gli ammassi ricchi sono popolati da spirali essenzialmente nelle regioni più esterne dove la densità di galassie è più basse e le interazioni quindi meno probabili. Si pensa infatti che le galassie lenticolari spesso localizzate al

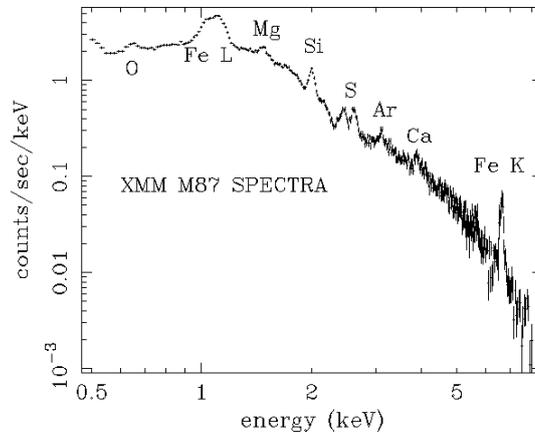


Figura 6.21: Spettro nella regione dei raggi X osservato in direzione della galassia M 87.

centro di grandi ammassi possano essere il prodotto dell'interazione di una spirale con un'altra galassia che marealemente agisce sottraendo buona parte del gas interstellare e modificando le orbite delle stelle. Questo scenario è effettivamente in accordo con il fatto che le regioni più interne degli ammassi ricchi sono dominate dalla presenza di galassie ellittiche e lenticolari.

Una interessante conferma di questo scenario la si è avuta quando i primi satelliti per astronomia X hanno potuto ottenere lo spettro del gas caldo che pervade gli ammassi ricchi (gas intracluster). Nello spettro di questo gas caldo furono evidenziate per la prima volta nel 1976 linee di emissione ad energia intorno ai 7 KeV in direzione dell'ammasso del Perseo. La scoperta di queste linee, attribuite al ferro altamente ionizzato, ponevano immediatamente il problema dell'origine di questo elemento in un ambiente extragalattico in cui ci si aspettava di trovare solo ed esclusivamente H ed He di origine primordiale. Tenendo conto che per modificare la composizione chimica del gas cosmico è necessaria la nucleosintesi all'interno delle stelle, dobbiamo ammettere che se osserviamo nel gas intergalattico gli elementi pesanti allora ci deve essere un meccanismo che li prende dall'interno delle galassie dove effettivamente vengono prodotti e li trasporta nello spazio intergalattico.

Il meccanismo che risolve il problema è suggerito proprio dal fatto che l'interazione tra le galassie tende a strappare da queste proprio il gas interstellare che è stato arricchito di elementi pesanti dalle generazioni di stelle precedenti. Il fatto poi che oltre al ferro siano state osservate anche linee spettrali X di altri metalli (Mg, Si, Ar, Ca, ...) ha rafforzato questo tipo di interpretazione (vedi Figura 6.21).

6.5 Distribuzione spaziale

Da quello che abbiamo finora visto, la distribuzione delle galassie alla scala dei gruppi e degli ammassi più prossimi sembra essere di tipo gerarchico: gruppo, ammasso, super-ammasso. È quindi abbastanza naturale domandarsi se questo tipo di struttura si ripete anche a scale più grandi o anche alle stesse scale ma in altre regioni dell'Universo.

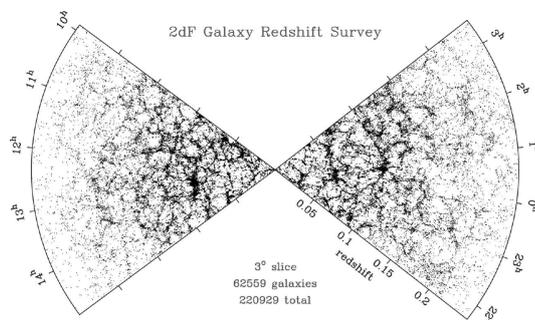


Figura 6.22: Una rappresentazione delle posizioni occupate dalle galassie osservate in una “fetta” di cielo di ampiezza 3 gradi. Ogni punto corrisponde ad una galassia di cui è stato determinato il red-shift. Dal valore massimo riportato sull’asse dei red-shift ($z_{max} \simeq 0.25$) e dalla migliore valutazione che abbiamo per la costante di Hubble ($H \simeq 68 \text{ Km/s/Mpc}$) si può stimare che la distanza massima raggiunta da questa survey è di circa 1 Gpc.

Per rispondere quantitativamente a questa domanda si sono sviluppati grandi programmi osservativi tesi a misurare la distanza e la posizione del maggior numero possibile di galassie in tutte le direzioni del cielo accessibile. Tenendo conto che le direzioni che intercettano il disco Galattico sono più difficili da osservare, spesso queste *survey* evitano di coprire la regione del piano Galattico che risulta così apparentemente spopolata di oggetti come nell’esempio di Figura 6.9. Questo lavoro, intrapreso da diversi gruppi di ricerca coordinati tra loro, è ancora in corso e coinvolge la spettroscopia e la fotometria di milioni di galassie. Come esempio di questo tipo di attività si possono citare la

“CfA Redshift Survey”

(<http://cfa-www.harvard.edu/~huchra/zcat/>);

“APM Galaxy Survey”

(http://www-astro.physics.ox.ac.uk/~wjs/apm_survey.html);

“2dF Galaxy Redshift Survey”

(<http://www.mso.anu.edu.au/2dFGRS/>)

In Figura 6.22 è mostrata una proiezione di una fetta di cielo estratta dalla distribuzione spaziale osservata dalla collaborazione “2dF Galaxy Redshift Survey”.

La tecnica più diffusa in questi casi per evidenziare le possibili correlazioni presenti nella distribuzione delle galassie si basa sull’utilizzo della **funzione di correlazione**. In pratica, data una galassia, si può definire una misura della probabilità di trovarne

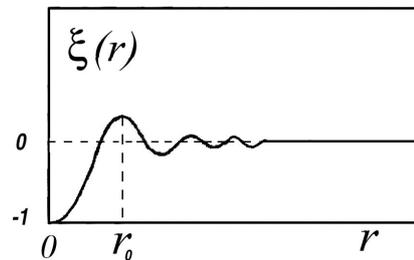


Figura 6.23: L'andamento atteso per la funzione di correlazione classica $\xi(r)$ per una distribuzione casuale di punti nello spazio. Dopo valori oscillanti, per distanze maggiori della distanza media tra i punti r_0 la funzione tende a zero segnalando così il raggiungimento del regime di omogeneità a scale $r \gg r_0$.

un'altra in un intorno di raggio r ed in questo caso si parla di correlazione spaziale a due punti.

Tradizionalmente la funzione di correlazione spaziale a due punti viene scritta così :

$$N(r)dV = N_0 (1 + \xi(r)) dV \quad (6.3)$$

dove $N(r)dV$ rappresenta il numero di galassie nel volume dV che si trovano a distanza minore di r , ed N_0 corrisponde ad una opportuna densità di riferimento. La funzione $\xi(r)$ in questo caso rappresenta le variazioni, rispetto alla densità di riferimento, del numero di galassie contate entro una data distanza r da ogni galassia. In altre parole la $\xi(r)$ rappresenta le correlazioni eventualmente presenti nella distribuzione spaziale delle galassie alle varie scale. Se consideriamo una distribuzione casuale ed omogenea di punti ci aspettiamo che questa funzione possa essere più o meno oscillante per valori di $r \approx r_0$, dove con r_0 indichiamo la distanza media tra due punti, ma che poi, per $r \gg r_0$, la funzione tenda decisamente a zero segnalando il raggiungimento di una scala al disopra della quale la distribuzione può essere considerata omogenea.

In Figura 6.23 è mostrato un simile comportamento che caratterizza una situazione di omogeneità in cui le fluttuazioni sono ampie alle piccole scale, cioè quelle che corrispondono a distanze confrontabili o minori della distanza media tra i punti, ma poi diminuiscono fino ad annullarsi a distanze molto maggiori della distanza media. Applicando questi concetti alla distribuzione osservata delle galassie si trova un andamento della funzione $\xi(r)$ del tipo di quello mostrato in Figura 6.24.

In questa figura si vede che la funzione di correlazione per le posizioni delle galassie mostra un andamento vicino a quello di un esponenziale decrescente su un intervallo di distanze abbastanza ampio. Questo modo di caratterizzare la distribuzione delle galassie visibili suggerisce che la scala oltre la quale le galassie possono considerarsi come omogeneamente distribuite sia intorno ai 5-7 Mpc, dove la funzione ξ scende al di sotto dell'unità. Tuttavia questo modo di calcolare la funzione di correlazione è stato messo in discussione dall'idea che le galassie possano essere distribuite secondo una disposizione "frattale" che richiede una diversa definizione della correlazione basata sull'idea che la

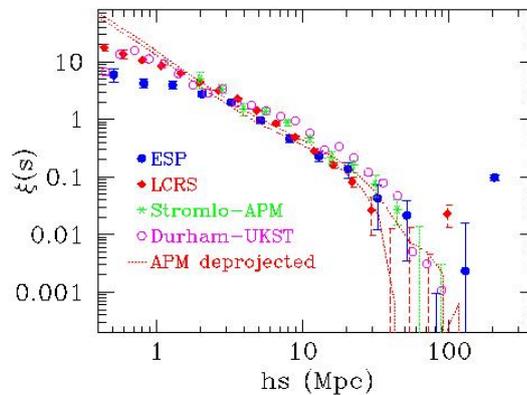


Figura 6.24: Funzione di correlazione classica ottenuta da diverse survey negli anni '90: ESP (ESO Slice Project); LCRS (Las Campanas Redshift Survey); Stromlo-APM (Automated Plate Measurement); Durham-UKST (United Kingdom Schmidt Telescope). In ascisse il prodotto hs tra il parametro di Hubble (la migliore stima oggi è $h = 0.68$) ed la distanza s considerata.

densità media (N_0 in eq.6.3) in una distribuzione frattale non è univocamente definita ma dipende dalla scala considerata.

Si tratta quindi di rispondere alla domanda: qual'è la scala spaziale che corrisponde ad una distribuzione uniforme della massa nello spazio? A questo punto dobbiamo ricordare che qui abbiamo considerato le sole galassie visibili, anche se le osservazioni suggeriscono la presenza di una componente dominante di massa oscura che, per quanto ne sappiamo oggi, potrebbe avere una sua propria distribuzione.

Questo è un dibattito di grande impatto in cosmologia ed è per questo che si continua a lavorare alla determinazione delle posizioni di un numero sempre maggiore di galassie nella prospettiva di aumentare la statistica e verificare se la distribuzione della massa visibile possa essere comunque un tracciante di tutta la massa, compresa quella oscura.