

Chapter 8

L'universo extragalattico.

8.1 Nubi interstellari e galassie.

Le osservazioni astronomiche hanno rivelato da molto tempo l'esistenza di numerosi oggetti *nebulari*, non puntiformi ma estesi. L'inizio di questo secolo fu segnato da un acceso dibattito sulla loro natura di oggetti appartenenti alla nostra Galassia o di altri *universi isola*. Il dibattito continuò per un paio di decenni nel nostro secolo fino a quando Hubble, scoprendo variabili di tipo Cefeidi in Andromeda ed in altre galassie a spirale, dimostrò incontrovertibilmente che almeno parte degli oggetti estesi erano galassie esterne, situate a grande distanza. Esse si possono confondere, in quanto a dimensioni apparenti, con le nubi di gas interstellare che appartengono invece alla nostra Galassia. Quest'ultime sono infatti tipicamente caratterizzate da dimensioni dell'ordine dei parsecs e da distanze dell'ordine dei kiloparsecs, mentre le galassie hanno dimensioni che sono dell'ordine dei kiloparsecs (anche alcune decine) e distanze in genere da alcuni megaparsecs in su. Nubi e galassie hanno quindi a volte dimensioni angolari di alcuni minuti d'arco, se non di oltre un grado. Solo le osservazioni degli ultimi anni (specie dallo spazio) hanno permesso di risolvere numerose stelle all'interno delle galassie esterne (v. la discussione nel seguito). Nella classificazione pre-Hubble nebulose e galassie erano distinte solo sulla base di caratteristiche morfologiche, ma senza alcuna valutazione delle dimensioni reali. La scoperta di Hubble, oltre a chiarire la controversia nebulose-galassie, aprì anche la strada a stime di distanza, basate sull'applicazione della già nota relazione periodo-luminosità delle Cefeidi, come in generale dei vari tipi di stelle pulsanti. La relazione periodo luminosità per le Cefeidi, che risulta da considerazioni teoriche generali (si veda la discussione nel Cap.2), può essere usata, conoscendo il periodo e la magnitudine apparente, per stimare la distanza (DG1). Si noti che, per una sorgente astronomica variabile nel tempo, la stima del periodo è immediata dalla curva di luce. Se il periodo è regolare la "fasatura" delle osservazioni relative a numerosi periodi permette di raggiungere una elevata precisione anche in presenza di un numero di osservazioni non troppo grande. Ciò ovviamente a condizione che il periodo non sia troppo lungo e che quindi uno studio con punti osservativi dispersi in parecchi anni permetta di comprendere un grande numero di periodi. I periodi delle stelle pulsanti sono spesso dell'ordine dei giorni; le Cefeidi più luminose, in base alla relazione periodo-luminosità, hanno periodi più lunghi della media, ma sempre ben misurabili.

L'osservabilità di una stella variabile in una galassia esterna non è comunque molto facile, per due motivi, l'uno legato alla ovvia diminuzione della luminosità con la distanza e l'altro

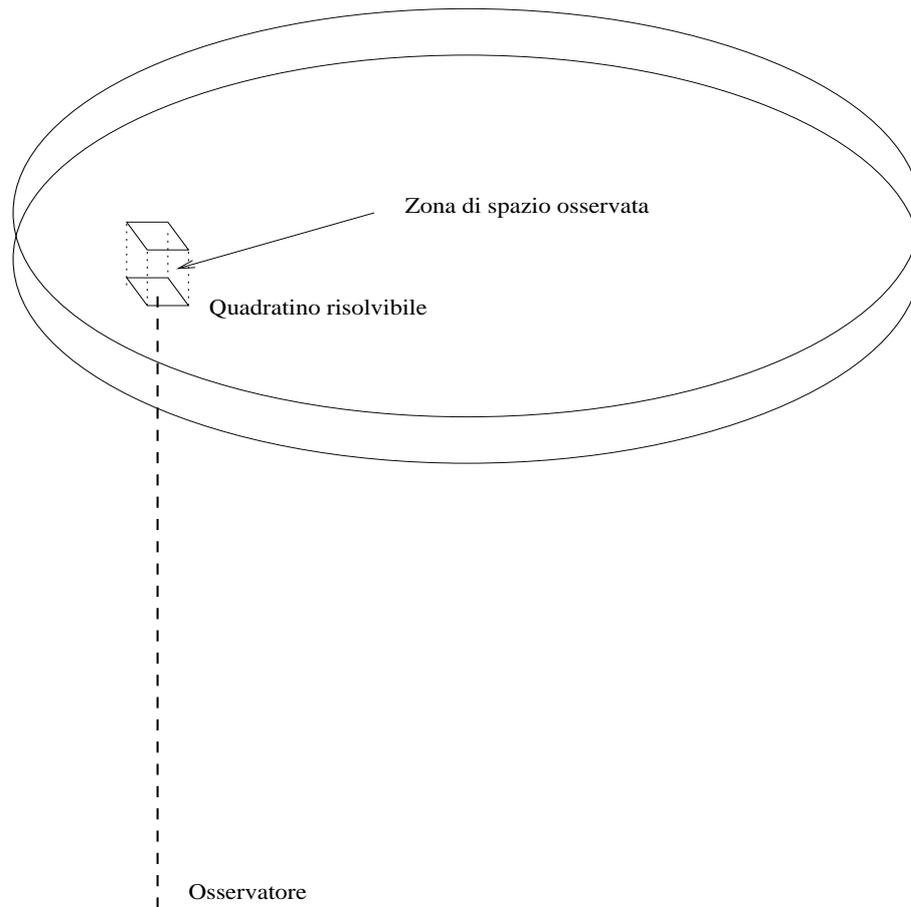


Figure 8.1: *Toy model* di galassia e risolubilità per osservazioni astronomiche da grande distanza

connesso invece al confondersi della stella nel background delle altre stelle che compongono la galassia. Per capire questo aspetto anticipiamo qui alcune considerazioni che saranno riprese in seguito. Come abbiamo già detto più volte l'effetto combinato del potere risolutivo ottico del telescopio (tipicamente legato al rapporto λ/D , rispettivamente lunghezza d'onda della luce e diametro del telescopio) e del *seeing* atmosferico (prevalente) limita la capacità di risolvere una immagine a circa un secondo d'arco per osservazioni da Terra. Nello spazio, dove il seeing non c'è, si possono raggiungere valori migliori di oltre un ordine di grandezza. Se osserviamo una galassia, ossia un insieme di stelle, nel quadratino di 1" di lato saranno comprese tutte le stelle che stanno in quella direzione – con appunto una tolleranza del secondo – e nei vari strati che vediamo dalla nostra posizione come sovrapposti (Fig.8.1). Mentre la profondità della zona interessata non dipende dalla distanza, le sue dimensioni trasversali aumentano, ovviamente, con il quadrato della distanza. La luminosità assoluta della *sorgente risultante* dalla somma di tutti i contributi individuali delle stelle nel quadratino osservato aumenterà quindi, a pari condizioni, con il quadrato della distanza. Ciò ovviamente bilancia esattamente (a parte effetti di minore entità, come quelli legati all'estinzione della luce) la diminuzione della luminosità apparente con il quadrato della distanza. Ne consegue che ci possiamo aspettare una **brillanza** della galassia (ossia una magnitudine apparente della minima superficie risolta: in effetti la

brillanza viene spesso misurata in magnitudini per secondo quadrato) sostanzialmente indipendente dalla distanza. Possiamo fare una stima quantitativa dei valori che possiamo aspettarci mediante un **toy model** di galassia (ossia un modellino molto semplificato). Ammettiamo di osservare da una direzione parallela all'asse polare una galassia costituita da 10^{10} stelle tutte uguali al Sole, distribuite uniformemente su un disco di $10kpc$ di raggio. Ammettiamo, per fissare le idee, di essere ad una distanza di $1Mpc$. In un quadratino di un secondo di lato osserviamo allora le stelle comprese nel parallelepipedo avente come altezza lo spessore del disco e un lato di base di $1Mpc(1''/1rad) \simeq 5pc$ che comprende una frazione $25/(\pi 10^8) \simeq 10^{-7}$ delle stelle totali, ossia circa 10^3 stelle. A questa distanza la magnitudine apparente del Sole sarebbe $M_{V\odot} + 5\log(1Mpc/10pc) \simeq 29.7$ e quindi la magnitudine apparente di mille stelle sarebbe di circa $29.7 - 2.5\log(1000) \simeq 22$. Per inciso questo valore di brillantezza è abbastanza realistico per le zone non troppo centrali o periferiche delle galassie. In questo quadratino di magnitudine 22 dovremmo allora distinguere la variabilità (di solito inferiore ad un fattore 2 tra il massimo e il minimo) di una singola stella luminosa, che deve quindi avere una magnitudine non troppo inferiore. Ripercorrendo le considerazioni precedenti, una stella di magnitudine apparente 22 deve avere una magnitudine assoluta di -3 alla distanza di $1Mpc$, di -8 a $10Mpc$ ecc.. Anche se le Cefeidi possono essere stelle molto luminose (anche con $M_V \simeq -5$), si capisce come, almeno per osservazioni da Terra, si possa arrivare con le osservazioni di Cefeidi nelle galassie a pochi Megaparsecs di distanza. Le cose possono migliorare se si osservano variabili in zone meno popolate di stelle o se si compiono osservazioni dallo spazio, diminuendo così le dimensioni del quadratino risolvibile (un fattore 10 nella risoluzione permette di guadagnare un fattore 100 nella luminosità, ossia cinque magnitudini). In questo modo diventa così possibile anche "risolvere" le stelle più luminose. In ogni caso la luce proveniente da stelle lontane è sempre molto debole: da una stella come il Sole a $1Mpc$ di distanza un telescopio di normali dimensioni ($\simeq 1m$ di diametro) riceve nelle bande del visibile molto meno di un fotone al secondo.

Per distanze maggiori vengono introdotti metodi di stima delle distanze via via meno affidabili, ma che permettono di raggiungere zone sempre più remote:

- DG2: in ogni galassia la stella variabile più luminosa ha la stessa luminosità assoluta M_V . Questo criterio, se applicato alle variabili "normali" non porta grossi vantaggi rispetto al metodo delle Cefeidi. Un caso completamente diverso è invece quello dell'uso delle **supernovae** (di *Tipo I*) come candele campione. Una supernova ha tipicamente una magnitudine paragonabile con quella di una intera galassia ed è quindi identificabile anche a grandissime distanze. Il limite di quest'ultimo metodo sta nella rarità del fenomeno supernova (molto meno di un evento all'anno per galassia).
- DG3: in ogni galassia la stella più luminosa ha la stessa luminosità assoluta M_V .

I criteri DG2 e DG3 non permettono un grande progresso nelle distanze valutabili (a parte il discorso delle supernovae), essendo le Cefeidi già stelle piuttosto luminose. Si arriva a distanze dell'ordine delle decine di Mpc . Un salto di ordini di grandezza può essere compiuto mediante la ipotesi, molto arbitraria:

- DG4: tutte le galassie hanno la stessa luminosità.

Una variante di DG4 altrettanto potente ma meno inaffidabile usa la usuale clusterizzazione delle galassie, adottando una ipotesi che sembra ragionevolmente verificata:

- DG4bis: le galassie più luminose di ciascun cluster hanno la stessa luminosità. In realtà questo criterio non funziona molto bene, a causa della presenza, specie nelle zone centrali degli ammassi più grandi, di fenomeni di *merging* fra galassie che danno vita a oggetti eccezionalmente massicci e luminosi. Sulla base di criteri puramente empirici, ma basati su questo problema, si usa come candela campione una delle galassie più luminose dell'ammasso, ma non la prima.

Un metodo completamente diverso utilizza invece delle proprietà complessive delle galassie, quali la dispersione di velocità delle stelle. Le velocità delle stelle in una galassia sono in generale, tramite il viriale (v. cap. 2) legate al potenziale gravitazionale, che è a sua volta legato alla massa totale; quest'ultima è a sua volta correlata con la luminosità totale; di conseguenza esistono delle relazioni empiriche tra velocità e luminosità (tipo la relazione di *Tully-Fisher*).

Le distanze stimate con DG1 dovettero venir corrette quando fu scoperto, da Baade nel 1952, che le Cefeidi osservate in Andromeda erano di tipo I, mentre quelle conosciute nella nostra Galassia, in precedenza, erano di tipo II, con due diverse anche se qualitativamente simili relazioni periodo-luminosità.

La correzione delle distanze, rivalutando le dimensioni assolute delle galassie più vicine, dimostrò che le dimensioni della nostra erano nella media, distruggendo così l'ultimo residuo di visione antropocentrica.

Infine, la figura 8.2 rappresenta, in modo schematico, la distribuzione di massa nella nostra galassia.

8.2 Classificazione delle galassie.

Le prime classificazioni delle galassie avevano carattere puramente fenomenologico, e mescolavano ancora galassie e nubi galattiche. Solo gli studi di Hubble permisero di definire una classificazione, ancora puramente fenomenologica, ma sufficientemente chiara e razionale. Il diagramma di Hubble, anche se più volte perfezionato e completato, è tuttora la base per le classificazioni moderne (fig.8.3). Le galassie vengono suddivise in ellittiche (caratterizzate dalla lettera E), lenticolari (caratterizzati da S0) e spirali (caratterizzate da S). Le denominazioni sono evidentemente corrispondenti ad una morfologia di massima. Le ellittiche hanno forma ellissoidale (ed appaiono quindi ellittiche se proiettate sulla sfera celeste). Esse vengono ulteriormente ordinate e caratterizzate da un numero n legato al rapporto fra gli assi apparenti dell'ellisse proiezione, secondo la relazione:

$$n = 10(1 - b/a) \quad (8.1)$$

in modo che, per esempio, E0 = galassia di apparente forma circolare, E5 implica $b = a/2$ ecc.. Le S0 si distinguono dalle ellittiche per una più lenta decrescita della luminosità al difuori della zona centrale, il che suggerisce una struttura esterna relativamente appiattita. Esse si distinguono in *normali* e *barrate* (S0 e SB0). Successivamente le lenticolari sono state suddivise in più sottotipi.

Infine le spirali e spirali barrate (S e SB) sono caratterizzate dalla presenza di una struttura a disco articolata in braccia di maggiore addensamento stellare. Le spirali vengono divise in a , b , c in una progressione di decrescente importanza del nucleo centrale e crescente apertura delle braccia, nelle quali si riescono via via ad individuare meglio singole stelle e regioni III.

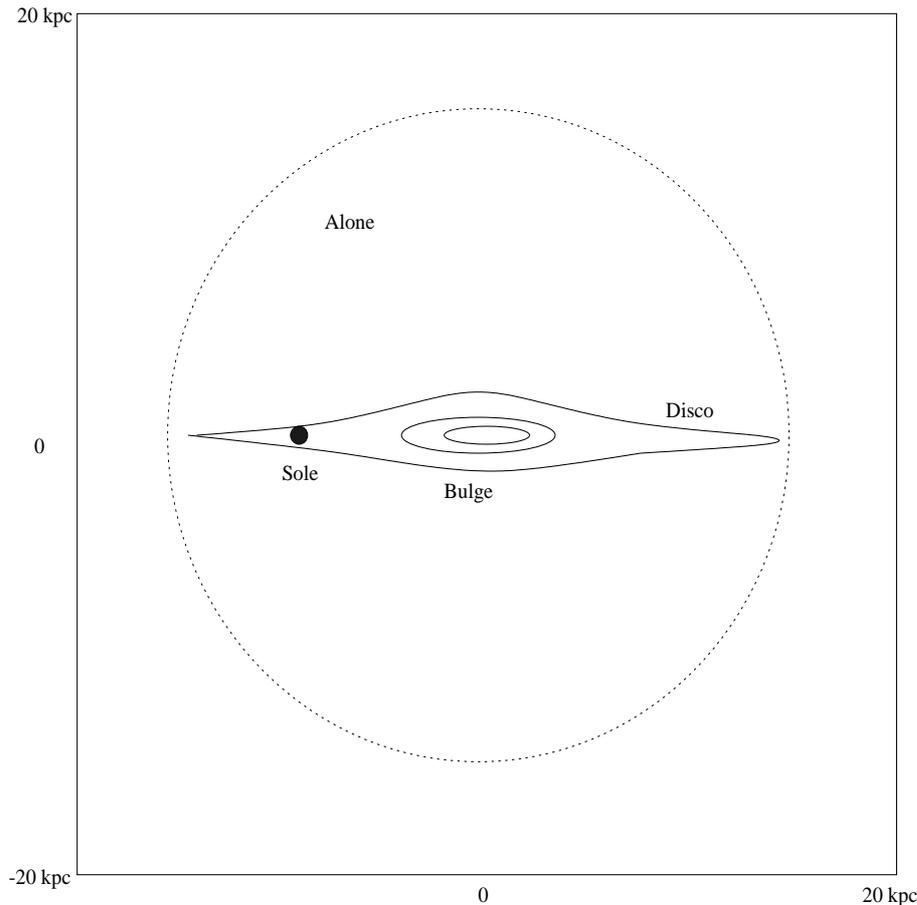


Figure 8.2: Modello di distribuzione di massa nella nostra Galassia. I contorni corrispondono a isodense.

E' importante rilevare che la classificazione non è sempre facile, anche perchè la morfologia può dipendere criticamente dal tipo di lastra e dall'esposizione. Nelle figure 8.4 - 8.8 viene riprodotta una serie di immagini di galassie di vario tipo (ottenute dallo Space Telescope, e scaricate dal relativo sito Web).

La classificazione di Hubble fu successivamente ampliata, per far posto anche alle galassie irregolari (I o Ir) e a spirali di transizione (Sd, Sm).

Sono state anche introdotte classificazioni più complesse, che tenevano conto della possibile presenza di anelli intorno ai nuclei delle spirali e permettevano anche una migliore trattazione dei casi intermedi. Le spirali ordinarie e barrate possono essere ulteriormente divise in tipi r ed s , a seconda che le braccia partano da un anello circumnucleare (ring, da cui r) o meno (s). Secondo la classificazione del David Dunlap Observatory (DDO) vengono anche introdotte le spirali anemiche come tipo intermedio tra le lenticolari e le spirali vere e proprie.

Un diverso criterio di classificazione è quello di Yerkes, che attribuisce come primo indicatore del tipo galattico una lettera minuscola corrispondente al tipo spettrale integrato, correlato, come vedremo, al grado di concentrazione nel nucleo, ovvero con la sequenza di Hubble: $E =$

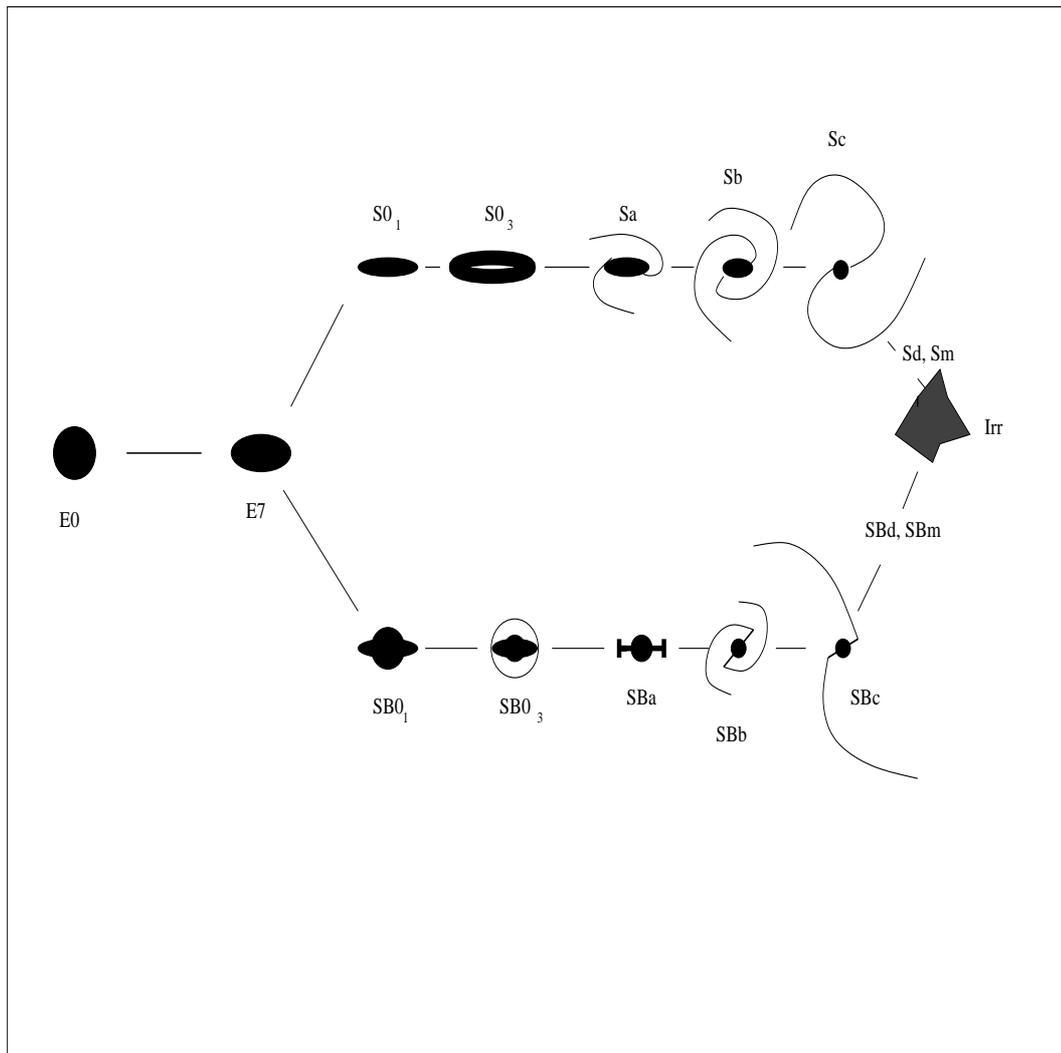


Figure 8.3: il diagramma di Hubble, raffinato nella suddivisione delle S0 e aggiornato includendo anche le galassie irregolari

massima concentrazione, tipo spettrale integrato K, classificazione di Yerkes k; Sc = piccola concentrazione, tipo spettrale integrato F, classificazione f; Irr, tipo spettrale integrato A, classificazione a. Questa prima lettera è poi chiarita da un indicatore di forma (S, B, E, I, R = a simmetria rotazionale, D = nucleo di ellittica con involuppo) e da un numero 1-7 collegato con il rapporto degli assi.

8.3 Spettroscopia delle galassie.

Il tipo spettrale integrato di una galassia è ovviamente il tipo spettrale medio delle stelle e degli altri oggetti che ne fanno parte. Il colore risultante dipende dal colore tipico delle stelle di una certa massa pesato con la luminosità e con la distribuzione di massa e mediato su tutte le masse,



Figure 8.4: La galassia ellittica gigante NGC4881 nel Coma Cluster - Foto da <http://hubble.stsci.edu/gallery/>

più contribuiti dovuti alla materia diffusa, all'arrossamento interstellare ecc.. Il problema non è semplice. Si può comunque notare che in generale le stelle più massicce hanno una luminosità molto più alta della media, ma sono assai meno numerose e caratterizzate da tempi evolutivi molto più brevi. Si deve inoltre notare che sostanzialmente le stelle blu sono stelle di grande massa e giovani (anche se questa regola ammette qualche eccezione). Anche per masse piccole sovente le stelle evolute sono più rosse di quelle di sequenza (l'evoluzione stellare avviene quasi tutta a destra della sequenza principale, secondo l'usuale rappresentazione del diagramma di HR). Nel diagramma di Hubble le ellittiche hanno un colore integrato che corrisponde più o meno a quello di stelle di tipo K ($(B - V)$ vicino ad 1), mentre le spirali sono intorno al tipo F e le irregolari all'A (come già detto parlando della classificazione di Yerkes).

La spiegazione di queste differenze sta essenzialmente nella diversa presenza di processi **recenti** di formazione stellare, abbondante nelle irregolari e scarsa nelle ellittiche: le galassie più vicine al blu sono essenzialmente quelle ricche di stelle blu luminose.

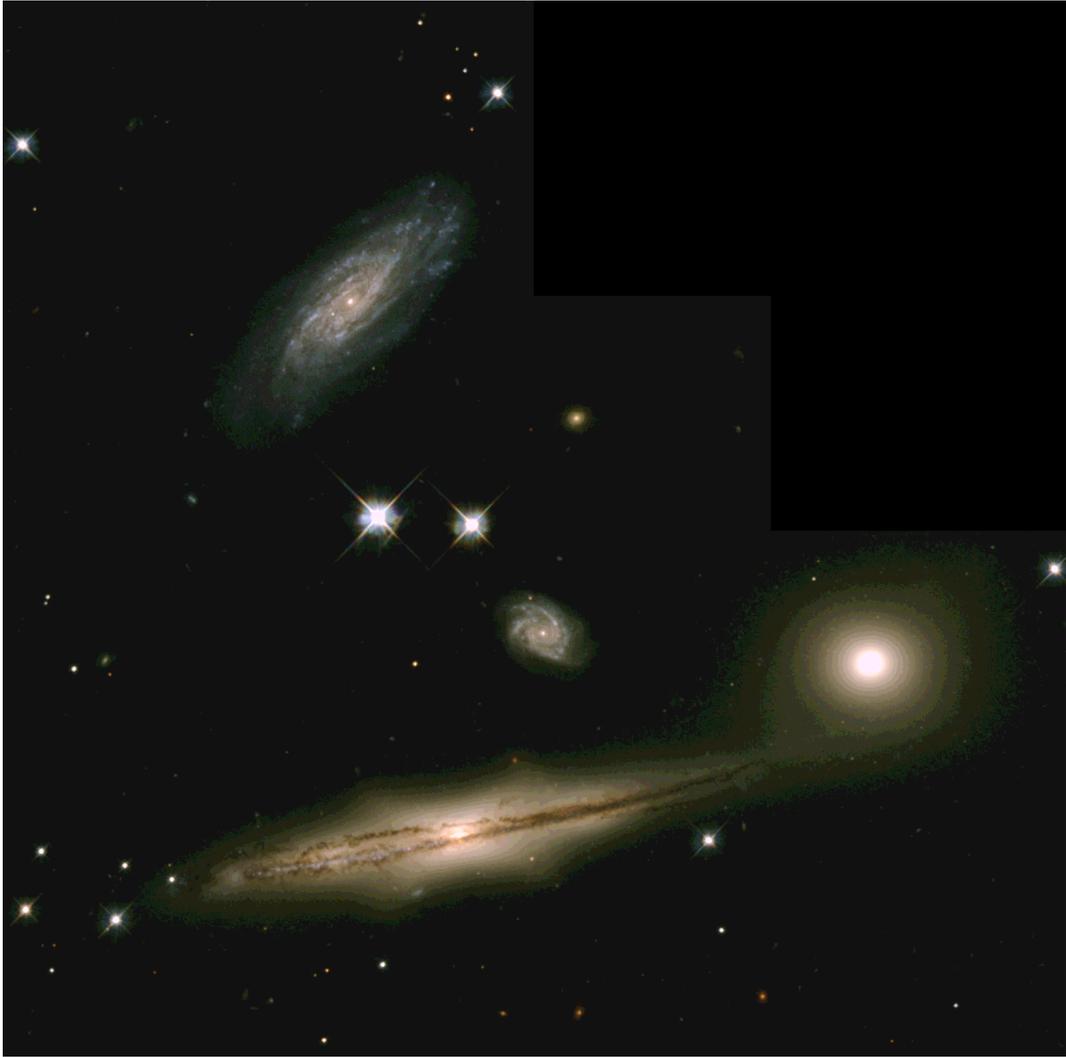


Figure 8.5: Galassie nell' Hickson Galactic Cluster HCG87; per la fonte. v. Fig.8.4

Per chiarezza notiamo che tradizionalmente sono chiamate *early* le galassie ellittiche, anche se abbondano di stelle vecchie, mentre le stelle giovani sono presenti in tipi galattici più *late*. Ciò deriva da una vecchia e superata idea sull'evoluzione delle galassie e non ha oggi alcun significato fisico.

Per quanto riguarda le righe dello spettro, quelle che si vedono in uno spettro integrato di galassia sono ovviamente la somma delle righe spettrali delle stelle che la compongono. Da notare che le stelle si muovono nella galassia con una velocità legata sostanzialmente ad un moto orbitale dovuto al resto delle stelle, e che solo in parte si può schematizzare con un moto di tipo kepleriano intorno alla zona centrale. In ogni modo le velocità tipiche sono dell'ordine di almeno 100km/s . Ciò provoca, a livello di spettri, una dispersione delle righe dovuta all'effetto Doppler, in misura dipendente anche dalla geometria del sistema, ma che introduce in pratica un ulteriore e potente meccanismo di allargamento, spesso prevalente sugli altri discussi nel cap.3. L'effetto può ovviamente essere di entità ridotta qualora lo spettro riguardi solo una regione definita della galassia, caratterizzata da velocità relative più piccole.

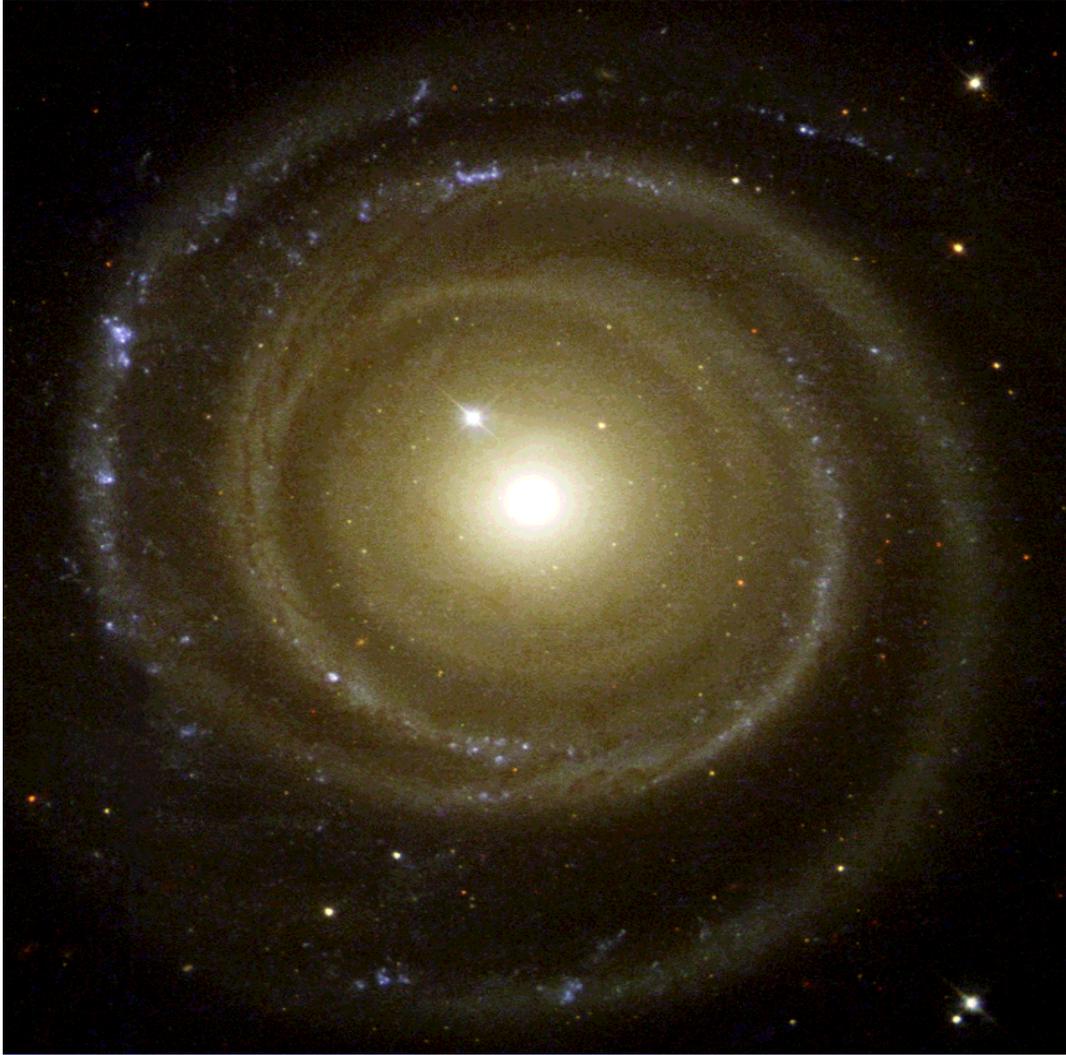


Figure 8.6: La galassia a spirale NGC4622; per la fonte. v. Fig.8.4

8.4 Distribuzione spaziale della luminosità.

La natura di sorgenti estese permette di studiare le galassie da un ulteriore punto di vista (se confrontato con gli studi stellari), analizzando quantitativamente la distribuzione spaziale della luminosità. Ciò permette di studiare le caratteristiche di struttura e di evoluzione delle galassie, viste ora come formate da un gas di stelle.

Lo studio è poi reso più proficuo dalla parallela conoscenza, mediante tecniche Doppler, della distribuzione spaziale di velocità (con i conseguenti problemi di *massa mancante*, importanti anche per gli aspetti cosmologici).

La distribuzione spaziale della luminosità, il **profilo di brillantezza**, è definita mediante la brillantezza superficiale, ovvero la luminosità osservata per unità di angolo solido. Come già detto la brillantezza, a parte effetti di estinzione, non dipende dalla distanza. La brillantezza è definita in unità $mag/arcsec^2$, ed indicata con il simbolo μ (μ_B , la brillantezza misurata nel blu, è la più usata). Nelle zone centrali le galassie giganti arrivano a $\mu_B \sim 17$, mentre una tipica brillantezza



Figure 8.7: La galassia nana irregolare NGC1705; per la fonte. v. Fig.8.4

media può essere 22. A $\mu_B \geq 26$ le galassie si immergono, da un punto di vista osservativo, nel fondo cielo. La sottrazione del fondo cielo, illuminato da effetti diversi (tra i quali si segnalano la luce zodiacale, luce solare diffusa nel Sistema Solare, e fenomeni legati all'atmosfera terrestre e all'inquinamento luminoso) costituisce un problema serio, la cui risoluzione è però essenziale per stimare il giusto profilo di brillantezza di una galassia.

La magnitudine totale della galassia viene valutata integrando il profilo di brillantezza, fino all'isofota in cui esso si confonde con il fondo cielo. La stima della magnitudine assoluta passa ovviamente da una misura della distanza, effettuata con le tecniche sopra descritte e, soprattutto, con misure di effetto Doppler (significative a causa della legge di Hubble, che collega distanza e velocità di recessione).

Le magnitudini assolute stimate M_v vanno da -10 a -15 per le galassie nane (milioni di volte la luminosità solare) a -20 / -25 per le giganti (miliardi di volte la luminosità solare). Il raggio viene anch'esso stimato arrivando ad una isofota "critica". Sovente si adotta il cosiddetto *raggio di Holmberg (RH)*, definito dall'isofota di $26.5 \text{ mag/arcsec}^2$.



Figure 8.8: Collisione fra due galassie; per la fonte. v. Fig.8.4

Discutiamo ora in sintesi alcuni risultati relativi al profilo di brillantezza delle galassie ellittiche e spirali.

8.4.1 Il profilo delle ellittiche.

Il profilo delle galassie ellittiche nane ha un andamento generale simile a quello degli ammassi globulari, e descritto abbastanza bene dalle curve di King. Queste sono curve teoriche, ottenute mediante ipotesi generali sulla distribuzione di densità del gas di stelle, e valutando poi, dalla distribuzione spaziale di stelle, il profilo di brillantezza risultante da una proiezione dell'ammasso sulla sfera celeste. Le curve di King costituiscono una famiglia a tre parametri:

- *la brillantezza centrale Σ_0 ;*
- *il raggio del nucleo r_c , definito dalla relazione $\Sigma(r_c) = \Sigma_0/2$;*

- $c = \log(r_T/r_c)$ dove r_T è definito come il raggio per cui $\Sigma(r_T) = 0$: c piccolo corrisponde ad una distribuzione rapidamente troncata, mentre c infinitamente grande corrisponde ad una distribuzione di massa che va a zero asintoticamente, come in una sfera isoterma (v. cap.7).

Σ_0 ed r_c possono essere fissati osservativamente, e c viene scelto mediante tecniche di best-fit.

La situazione è più complessa per quanto riguarda le ellittiche giganti.

Per le galassie ellittiche un buon fit è stato ottenuto mediante la formula empirica di De Vaucouleurs:

$$\Sigma(r) = \Sigma_e 10^{-3.33[(r/r_e)^{1/4}-1]} \quad (8.2)$$

dove r_e è il **raggio efficace**, definito come la mediana della distribuzione di brillantezza:

$$2 \int_0^{r_e} \Sigma(r) 2\pi r dr = \int_0^\infty \Sigma(r) 2\pi r dr = 7.22\pi r_e^2 \Sigma_e \quad (8.3)$$

ed evidentemente $\Sigma_e = \Sigma(r_e)$.

Si ha anche:

$$\Sigma_0 = 10^{3.33} \Sigma_e \sim 2 \cdot 10^3 \Sigma_e \quad (8.4)$$

Alcune delle galassie meglio studiate mostrano un eccellente accordo con la formula di De Vaucouleurs, ma non è ancora molto chiaro il suo significato fisico. In anni recenti la formula è stata generalizzata, sostituendo l'esponente $1/4$ con un più generico $1/n$ (con n diverso da galassia a galassia).

8.4.2 Il profilo delle galassie a spirale.

Sembra possibile vedere il profilo delle galassie a spirale come dovuto alla somma di due contributi diversi, uno del nucleo (o bulge) che segue un andamento alla De Vaucouleurs, ed un contributo del disco, con andamento esponenziale:

$$\Sigma(r) = \Sigma(r_s) e^{-\frac{r}{r_s}} \quad (8.5)$$

E' interessante anche definire il parametro D/B (rapporto fra emissione complessiva del disco e del bulge):

$$\frac{D}{B} = 0.28 \left(\frac{r_s}{r_e}\right)^2 \frac{\Sigma(r_s)}{\Sigma_e} \quad (8.6)$$

8.5 Radiogalassie e quasars.

Alcuni oggetti extragalattici si caratterizzano per la peculiarità del nucleo: ad es. le Galassie di Seyfert sono distinguibili per la presenza di forti righe di emissione nel nucleo, le Galassie N

hanno un nucleo molto più brillante del resto, delle *QSO* o delle *BL Lacertae* sono visibili solo i nuclei. Le *QSO* (quasi stellar objects) sono caratterizzate dalla presenza di righe di emissione.

Esse si inquadrano nel gruppo degli oggetti extragalattici studiati radioastronomicamente (questo spiega anche la alternativa denominazione di **quasars**) . La radioastronomia, sviluppata nel dopoguerra, ha avuto per anni un ruolo centrale nella astrofisica extragalattica, favorita come è dalla ben maggiore facilità di costruzione di telescopi di grandi dimensioni, pur con il limite, almeno fino ad anni recenti, in cui si sono sviluppate tecniche interferometriche a lunga base (*VLBI*), di un molto minore potere risolutivo. Tale limite ha creato il problema della identificazione delle controparti ottiche delle sorgenti radioastronomiche, aggravato anche dalla diversa geometria delle zone di emissione ottica e radio all'interno dello stesso oggetto.

In generale infatti l'emissione radio non è di tipo termico, ma dovuta a processi fisici diversi (come la *radiazione di sincrotrone*), spesso legati alla presenza di intensi campi elettromagnetici. Ne consegue che le zone di emissione radio sono spesso strutture anche estese circostanti il nucleo galattico, e la brillantezza radio non è correlata con quella ottica, dovuta prevalentemente alle sorgenti stellari. Le caratteristiche nel visibile solo a volte permettono di prevedere se un certo oggetto di rango galattico sia –o meno– una intensa sorgente radio (*radiogalassia*).

Le *Quasars* sono forse i più interessanti oggetti osservabili nel radio e nel visibile, con la loro apparenza di oggetti compatti, apparentemente non distinguibili dalle stelle, ma in realtà rispetto a queste enormemente più luminose e lontane. L'identificazione ottica delle quasars non è immediata; a livello fotometrico, esse si distinguono dalle stelle di sequenza, mediante un vistoso eccesso ultravioletto, che però non basterebbe, da solo, a distinguerle da oggetti come le nane bianche o certe variabili irregolari. Fortunatamente le quasars sono anche caratterizzate, a differenza dei suddetti oggetti stellari, da un ulteriore eccesso infrarosso, che ne permette quindi il riconoscimento. A livello spettroscopico, le quasars sono invece caratterizzate dall'alto (a volte altissimo) redshift. Tra le quasars si trovano infatti le sorgenti con redshift più alto. A suo tempo c'è stato un intenso dibattito scientifico sulla natura di questo redshift. Nessun modello soddisfacente ne ha dato conto in termini di un redshift intrinseco, di origine gravitazionale. La spiegazione cinematica (ossia di un redshift di tipo Doppler) ha quindi prevalso. Varie ragioni osservative (tra cui la mancanza di alcun caso di blue-shift) hanno portato ad escludere l'ipotesi di sorgenti galattiche espulse ad altissima velocità dal centro della nostra Galassia. È così sopravvissuta solo la spiegazione del redshift come legato all'espansione dell'Universo. La legge di Hubble permette quindi di stimare dal redshift la distanza e quindi la luminosità assoluta delle sorgenti. Sulla base di queste stime le quasars sono sorgenti tra le più intense dell'Universo. Anche a causa della loro natura relativamente compatta risultano quindi osservabili a grandissime distanze. Qualitativamente si ritiene che le quasars siano essenzialmente assimilabili a dei nuclei galattici, e si possano assimilare ai cosiddetti **nuclei galattici attivi** (caratterizzati dall'emissione radio, ma anche da altri fenomeni rilevanti, quali ad esempio i *jets* di materia).

8.6 Struttura dell'Universo su grande scala

Nella **Cosmologia** le galassie (e gli oggetti dello stesso rango) diventano invece le particelle elementari (o, se si preferisce, i mattoni) che costituiscono l'Universo. Mentre diventano meno rilevanti le caratteristiche peculiari dei singoli oggetti, assume un ruolo centrale la geometria

spazio-temporale dell'Universo e la distribuzione di materia nello spazio.

La prima e più importante proprietà dell'Universo è la sua espansione, espressa dalla legge di Hubble. Lasciamo da parte le complicazioni che dovremmo introdurre all'interno di un corretto modello relativistico, nel quale anche il concetto di distanza assume caratteristiche problematiche (si veda, per questo e per le altre tematiche cosmologiche, anche il testo [12], F.Lucchin, Introduzione alla Cosmologia, Zanichelli ed., ed in particolare i capitoli 2 e 3). Ragionando in termini "classici (cioè euclidei, newtoniani ecc.) la legge di Hubble prende la forma:

$$\vec{v} = H\vec{r} + \vec{\Phi} \quad (8.7)$$

con H (**costante di Hubble**), dimensionalmente l'inverso di un tempo (sulla base dei modelli teorici non troppo diverso dall'età dell'Universo, di circa 10^{10} *anni*) ma usualmente misurato in $km/(sMpc)$, una contorta unità di misura che però ben si attaglia all'utilizzo dei dati osservativi. Il suo valore stimato più recentemente è intorno a $60 - 70 km/(sMpc)$. I vettori \vec{v} e \vec{r} sono invece la velocità, relativa all'osservatore, della sorgente, e il suo vettore posizione. Si noti che la legge di Hubble, a causa della sua natura lineare, rende ugualmente ogni punto fungibile come *centro dell'Universo*. Il vettore $\vec{\Phi}$ rappresenta invece un termine di velocità peculiare della sorgente, sovrapposto al *flusso di Hubble* (ossia alla velocità risultante dal primo termine del secondo membro dell'equazione), e serve a tener conto del fatto che ogni sorgente, al di là del moto di espansione, ha un suo moto peculiare. Scritta in questa forma generale la legge di Hubble può essere applicata a qualunque oggetto e risultare esatta. La legge mantiene ovviamente un senso solo se il termine peculiare risulta di entità limitata. Ciò è vero almeno quando si studia la dinamica su grande scala. I modelli dinamici desunti dalle osservazioni, ottenuti incrociando le stime di distanza ottenute con la legge di Hubble e quelle ottenute con altri metodi, limitano il moto peculiare al più a qualche migliaio di chilometri al secondo. Curiosamente passando dalla scala del Sistema Solare a quelle cosmologiche le velocità relative peculiari non variano più di un paio di ordini di grandezza. Per distanze superiori a qualche decina di Mpc il termine di espansione comincia a dominare su quello peculiare e la legge di Hubble diventa sempre più vicina ad una relazione di proporzionalità tra velocità di recessione e distanza (cosa che permette anche di usarla *all'inverso* come metodo per stimare la distanza).

Diventa così possibile costruire, sulla base delle osservazioni, un modello tridimensionale di distribuzione delle strutture extragalattiche nell'Universo. Due risultati appaiono da questa ricostruzione:

- L'Universo diviene via via più omogeneo all'aumentare della scala su cui lo si considera. In altri termini su piccola scala l'Universo non è –ovviamente– nè omogeneo nè isotropo. Ma andando a scale progressivamente crescenti il contrasto di densità fra le varie regioni tende progressivamente a diminuire, e si può ragionevolmente pensare che un Universo complessivamente omogeneo e isotropo possa costituire una ragionevole approssimazione, utile per la costruzione di un modello *globale*.
- Ci sono evidenze di una organizzazione *gerarchica* delle disomogeneità. Tipicamente la materia è concentrata in galassie, e le galassie sono per lo più organizzate in *clusters* (o ammassi) su una scala intorno al Mpc; gli ammassi sono poi spesso raggruppati in

superammassi su una scala di alcune decine di Mpc. Altre evidenze suggeriscono la possibilità di strutture su grande scala tipo filamenti o superfici di densità superiore alla media, o di grandi *vuoti*.

La distribuzione di massa su grande scala è ovviamente uno degli aspetti più interessanti dell'Universo su scala globale. La struttura attuale, desumibile con le osservazioni, può essere combinata con le informazioni che sulla struttura passata possono essere ricavate dallo studio della **radiazione di fondo**, che descrive lo stato dell'Universo ad una epoca primordiale (quando era circa mille volte più piccolo di oggi) in cui le strutture avevano appena cominciato a formarsi. Questo studio combinato può produrre modelli evolutivi di universo da confrontare con le previsioni dei modelli teorici, nei quali le caratteristiche di formazione ed anche alcune ipotesi sulla fisica fondamentale (unificazione delle interazioni, *quantum gravity*, ecc.) vincolano le caratteristiche complessive della distribuzione di massa su grande scala.

Rimandiamo ai relativi corsi (o al libro sopra citato) per la discussione di questi aspetti. Da un punto di vista astrofisico notiamo come la descrizione delle caratteristiche dell'Universo su grande scala richieda la predisposizione di strumenti di analisi *ad hoc* che trasformino l'impressione soggettiva di una organizzazione non casuale della materia in una serie di parametri quantitativi, utilizzabili per un confronto teoria–osservazioni. Tali strumenti sono molteplici, anche perchè rispondono a esigenze diverse, come quella di valutare l'esistenza di clusterizzazioni tridimensionali, o di strutture di dimensione 1 (filamenti) o 2 (superfici). Tra gli strumenti più usati (e più semplici anche da descrivere) citiamo qui quello legato alle funzioni di correlazione e il test di percolazione.

8.6.1 La funzione di correlazione

In un volume (universo, o parte di esso) V ci sono N galassie (o simili). Se $n = N/V$ la probabilità di trovare una galassia nel volume dV sarà:

$$P = ndV. \quad (8.8)$$

Se le galassie sono distribuite in modo casuale, la probabilità di trovare due volumi dV_1 e dV_2 ambedue popolati sarà:

$$P_{12} = n^2 dV_1 dV_2. \quad (8.9)$$

Se invece la materia non è distribuita in modo casuale, la probabilità combinata potrà differire da quanto sopra previsto. In generale il termine di correlazione dovrebbe dipendere dai due vettori posizione caratterizzanti i due volumi in esame. Per invarianza traslazionale e rotazionale la correlazione deve però essere funzione solo della *distanza* fra essi. Si potrà allora scrivere:

$$P_{12} = n^2 [1 + \epsilon(r)] dV_1 dV_2. \quad (8.10)$$

dove $\epsilon(r)$ prende il nome di funzione di correlazione a due punti. Ovviamente se tale funzione è positiva per certi valori di r ciò certifica l'esistenza di clusters. Ciò può essere facilmente capito con un **toy model** di universo –bidimensionale, per comodità. Facciamo l'ipotesi di considerare uno spazio quadrato di lato L e che tutta la materia sia concentrata in

un quadratino di lato $l = L/4$. Ho una probabilità uguale a $1/16$ di prendere un punto X_1 dentro il quadratino. Se prendo un altro punto X_2 a piccola distanza ($r \ll l$) è molto probabile che anche questo punto sia all'interno del quadratino se lo è il primo, e fuori se anche il primo è esterno. Nel quadratino la densità di galassie è sedici volte superiore alla media, e quindi la probabilità di trovare pieni due volumetti intorno a due punti interni è 256 volte superiore alla media. Quindi in un caso su sedici abbiamo una probabilità superiore di 256 volte, e in quindici su sedici una probabilità nulla. La funzione di correlazione per r piccolo tende quindi a $1/16(256 - 1) + 15/16(-1) = 15$. Per $r \gg l$, invece, se un punto è interno al quadratino l'altro è esterno: la probabilità combinata diventa zero e la funzione di correlazione tende a -1 (fig. 6.9).

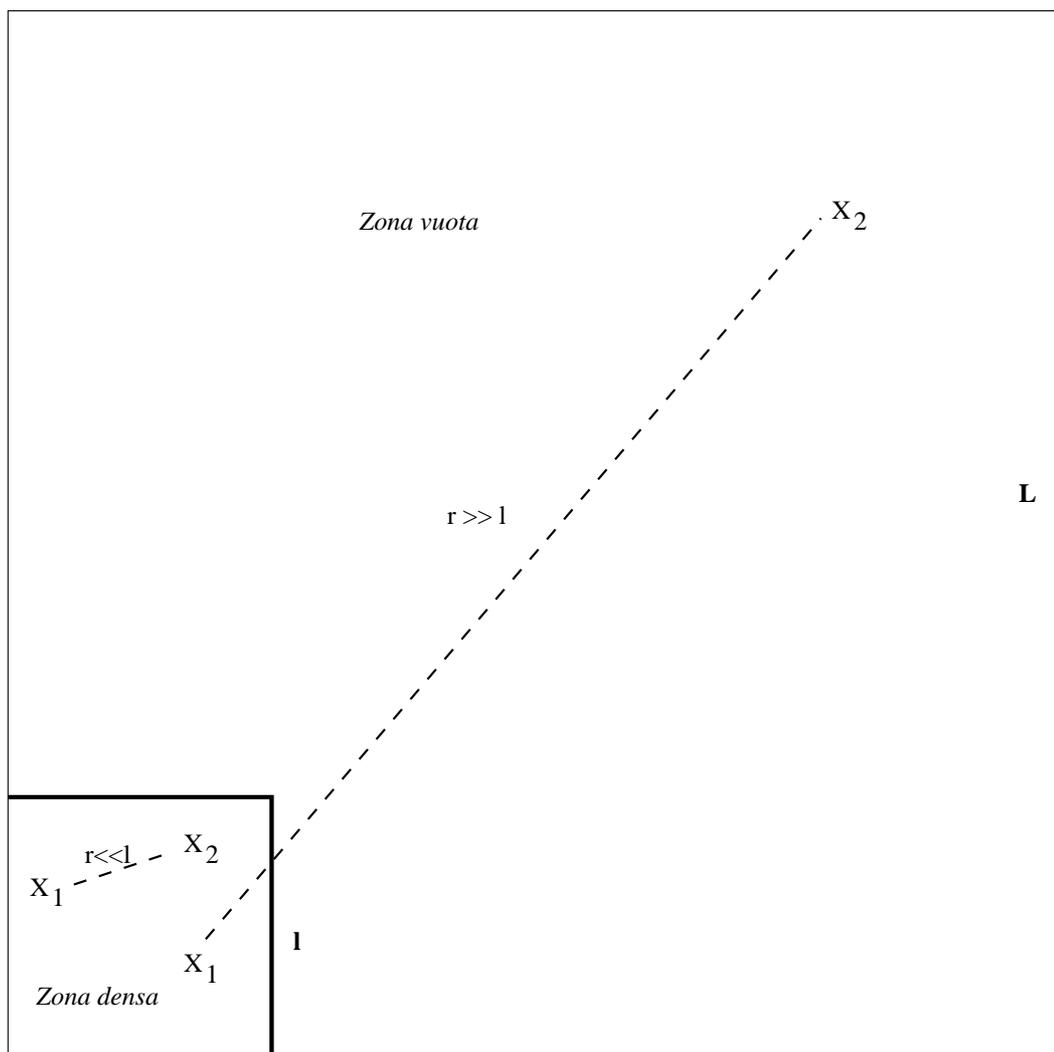


Figure 8.9: *Toy model* bidimensionale di universo (v.testo) per il calcolo della funzione di correlazione

Osservativamente, studiando la distribuzione della galassie, la funzione di correlazione è data dalla espressione, valida in un certo range di distanze:

$$\epsilon_{gal}(r) = (r/r_0)^{-\gamma} \quad (8.11)$$

con $r_0 \simeq 5Mpc$ e $\gamma \simeq 1.8$.

Tale relazione conferma le proprietà di clustering delle galassie e ne definisce la scala (*lunghezza di correlazione*) in alcuni megaparsecs.

A loro volta anche gli ammassi di galassie risultano clusterizzati, con una funzione di correlazione simile:

$$\epsilon_{cl}(r) = (r/r_1)^{-\gamma} \quad (8.12)$$

dove ora $r_1 \simeq 25Mpc$.

8.6.2 Il test di percolazione

*Il test di percolazione è invece utile per la ricerca di strutture tipo filamenti o simili. Il test opera considerando un volume dato, e circondando idealmente ogni galassia con una sfera di raggio r . Quando le sfere corrispondenti a due galassie diverse si toccano, le due galassie vengono definite amici e considerate collegate. Quando è possibile, per un certo raggio delle sfere, costruire un percorso passante per amici che permetta di attraversare il volume dato da una parte all'altra, si dice allora che si è raggiunta la **percolazione**. Il valore di r corrispondente (raggio di percolazione) dipende dalla distribuzione di massa. Per una distribuzione uniforme $r_{perc} \simeq n^{-1/3}$ (n è ancora la densità numerica di oggetti). Se gli oggetti sono fortemente clusterizzati r_{perc} diventa dell'ordine della distanza fra i clusters, e può quindi essere anche più grande di quello calcolato per una distribuzione uniforme. Se invece gli oggetti sono allineati in strutture uni o bidimensionali (filamenti, barre ecc.) allora è possibile costruire un percorso di percolazione interno alla zona densa e quindi caratterizzato da un valore di r_{perc} più basso. Le osservazioni danno qualche elemento in questo senso.*

I principi alla base del test di percolazione possono essere meglio capiti dalla Figura 6.10, dove sono rappresentati anche alcuni casi diversi.

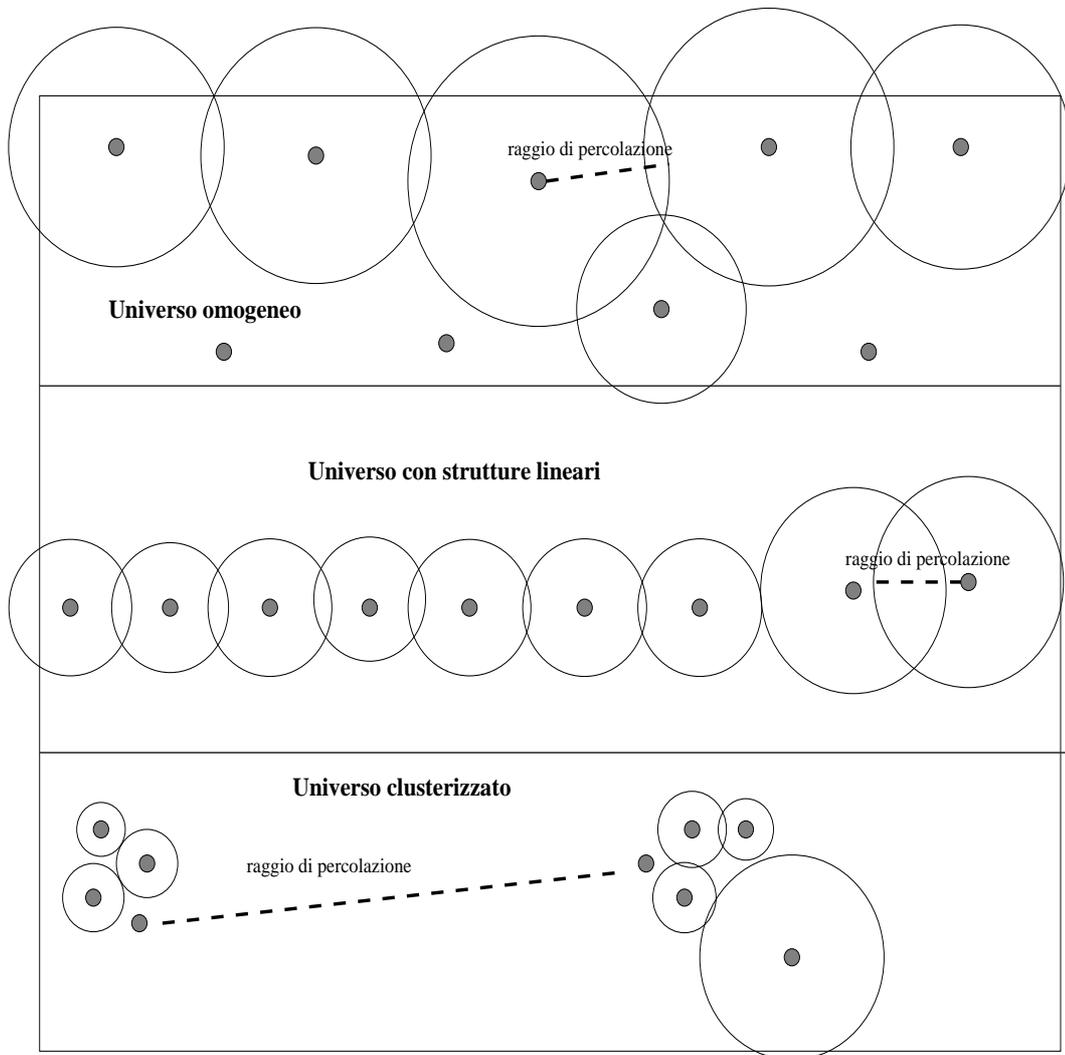


Figure 8.10: Esempi di percolazione per diversi casi (bidimensionali).

Bibliografia essenziale

- 1 Landau, Lifshitz, Fluid Mechanics (Pergamon,MIR..).
- 2 Chandrasekhar, Ellipsoidal Figures of Equilibrium (Yale).
- 3 Castellani, Astrofisica Stellare (Zanichelli).
- 4 Cox, Giuli, Principles of Stellar Structure (Cambridge).
- 5 Castellani Introduzione all'astrofisica nucleare (Newton Compton).
- 6 Fracastoro Giornale d'Astronomia 8, 167 (1982).
- 7 Swartzschild M., Structure and evolution of the Stars (Dover,1958).
- 8 Novotny, Introduction to stellar atmospheres and interiors (Oxford)(1973).
- 9 Castellani, Giannone, Evoluzione stellare, (Ed.Sistema,Roma) (1973).
- 10 Allen, Astrophysical quantities (Springer).
- 11 Bertotti, Farinella, Vokrouhicky, Physics of the Solar System (Kluwer).
- 12 F.Lucchin, Introduzione alla Cosmologia (Zanichelli).
- 13 Shore, The tapestry of modern astrophysics (Wiley).