

SCUOLA DI SCIENZE
Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

Formazione delle galassie

Tesi di laurea

Presentata da:
Giulia Summa

Relatrice:
**Chiar.ma Prof.ssa
Marcella Brusa**

La Scienza è ultima perfezione de la
nostra anima.

Convivio, I Trattato, Capitolo I
DANTE ALIGHIERI

Sommario

Al fine di introdurre la formazione delle galassie, si presenteranno di seguito le principali caratteristiche delle strutture *early-type* e *late-type*, per poter giungere a una classificazione morfologica che evidenzi gli elementi comuni tra tali famiglie di galassie. Si tratterà l'argomento nel contesto cosmologico offerto dal modello Λ CDM, introducendo gli aloni di materia oscura, il gas pregalattico e la formazione stellare come gli elementi necessari per avviare i processi di formazione galattica. Tali processi verranno analizzati scomponendo la formazione di una galassia nelle sue parti costituenti, come descritte nella classificazione morfologica. In conclusione, si suggeriranno due approcci per ricostruire la formazione ed evoluzione di una galassia e, infine, si accennerà al problema aperto delle galassie nane.

Indice

1	Cenni storici	1
2	Morfologia e classificazione delle galassie	2
2.1	Principali caratteristiche	2
2.2	Classificazione morfologica di Hubble	3
2.3	Galassie <i>early-type</i>	4
2.4	Galassie <i>late-type</i>	5
3	Presupposti per la teoria di formazione delle galassie	6
3.1	Modello Λ CDM	6
3.2	Aloni di materia oscura	7
3.3	Gas pregalattico	8
3.4	Formazione stellare	9
4	Formazione delle componenti di una galassia	11
4.1	Disco	11
4.2	Bracci a spirale	12
4.3	Disco sottile e disco spesso	13
4.4	Sferoidi	13
4.5	Alone stellare	14
5	Conclusioni	15
	Bibliografia	16

Elenco delle figure

2.1	Diagramma di Hubble	3
2.2	Diagramma di Hubble-de Vaucouleurs	4
3.1	Rappresentazione schematica di un <i>merger tree</i>	9
3.2	Immagini di galassie in interazione	10

Elenco delle tabelle

2.1	Confronto tra ETG e LTG	5
3.1	Parametri del modello Λ CDM	6
4.1	Principali meccanismi di formazione degli elementi di una galassia	14
5.1	Densità numeriche relative delle galassie nell'Universo locale	15

Capitolo 1

Cenni storici

È possibile far risalire la scoperta delle galassie al XVII secolo, quando per la prima volta sono stati osservati, con l'ausilio di telescopi, oggetti la cui luce appariva diffusa. Per questo motivo, tali oggetti sono stati chiamati *nebulae* e, solo successivamente, galassie (dal greco γάλα, "latte", per come esse appaiono se osservate a occhio nudo). Oggi si stima che l'universo contenga $10^{11} - 10^{12}$ galassie.

Le prime osservazioni furono quelle di C. Huygens a metà del XVII secolo e di E. Halley e N.-L. de Lacaille nella prima metà del XVIII secolo. Poco dopo, nel 1750, T. Wright spiegò l'apparenza della Via Lattea come uno strato piatto di stelle e avanzò l'ipotesi che le *nebulae* fossero simili sistemi di stelle più lontane.

Quasi vent'anni dopo, nel 1771, C. Meisser iniziò una prima catalogazione di oggetti dalla luce diffusa ed essi sono tutt'ora identificati con la lettera M di Messier (ad esempio, M31 indica la galassia di Andromeda). È a W., C. e J. Herschel che si deve il merito, oltre che dell'ampliamento del catalogo, della classificazione degli oggetti sulla base delle caratteristiche osservate. Focalizzandosi su queste ultime, W. Parson nel 1850 notò in alcune *nebulae* una peculiare struttura a spirale (come la galassia M51, di cui fa parte la nota Galassia Vortice).

Questa osservazione portò al cosiddetto Grande Dibattito del 1920: H. Shapley teorizzò che le *nebulae* a spirale fossero nubi di gas interstellare localizzate in un più grande sistema di stelle, mentre H. Curtis ipotizzò fossero altri sistemi stellari simili alla nostra galassia. Cinque anni dopo E. Hubble pose fine al dibattito osservando Cefeidi e novae in M31 e M33: sfruttando la relazione periodo-luminosità di H. Leavitt, ne stimò la distanza e dimostrò così che le *nebulae* a spirale si trovavano a grandi distanze, ben oltre le dimensioni della nostra galassia, pertanto doveva trattarsi di sistemi esterni.

G. Lemaître e Hubble continuarono gli studi su questi peculiari oggetti, ora chiamati galassie a spirale; le osservazioni del 1927-1929 portarono alla formulazione della legge di Hubble-Lemaître: tanto maggiore è la distanza di una galassia e tanto maggiore sarà il suo spostamento verso il rosso (redshift). Essa è una prova sperimentale del fatto che l'Universo è in espansione.

Capitolo 2

Morfologia e classificazione delle galassie

2.1 Principali caratteristiche

Una galassia è un agglomerato, ovvero un sistema gravitazionalmente legato, costituito principalmente da stelle, gas e polvere (materia interstellare), resti di stelle (come nane bianche, stelle di neutroni, buchi neri) e materia oscura.

Un sistema stellare può essere descritto da alcune quantità fondamentali, elencate di seguito.

Massa ($10^7 M_{\odot} < M < 10^{12} M_{\odot}$): un oggetto avente massa (stellare) $M < 10^6 M_{\odot}$ è un ammasso globulare, per $10^7 M_{\odot} < M < 10^9 M_{\odot}$ si hanno galassie nane, per $M > 10^{13} M_{\odot}$ si parla di ammassi di galassie. In generale, però, si osservano in numero più galassie piccole che grandi (non a causa di processi di redistribuzione della massa).

Raggio effettivo ($0.1 \text{ kpc} < R_e < 50 \text{ kpc}$): poiché una galassia non ha un confine definito, per descriverne la dimensione si definisce raggio effettivo R_e il raggio del cerchio (generalizzabile per isofote ellissoidali) sul piano di proiezione contenente metà della luminosità totale.

Velocità delle stelle ($30 \text{ km/s} < (\sigma, v_{\text{rot}}) < 400 \text{ km/s}$): poiché non è possibile determinare le singole velocità delle stelle all'interno di una galassia, si utilizza una velocità quadratica media (varianza attorno alla velocità media di un campione) detta dispersione di velocità σ . Posto che le stelle in una galassia a disco seguono delle orbite in prima approssimazione circolari, poiché allora in tali sistemi la velocità di dispersione risulterebbe molto piccola, se una galassia è dotata di moti ordinati più che di moti disordinati si parla di velocità di rotazione v_{rot} .

Luminosità (nella banda B) ($10^7 L_{\odot} < L < 10^{12} L_{\odot}$): occorre fornire l'indicazione sulla banda, poiché una galassia osservata in differenti bande spettrali è di norma caratterizzata da diversi valori di luminosità.

In particolare, posto che le ultime tre quantità sono in relazione tra loro tramite delle leggi di scala (si vedano, per esempio, la legge empirica di Tully-Fisher per le galassie a spirale e il piano fondamentale per le galassie ellittiche), si può osservare che ciò suggerisca alcune regolarità nel processo di formazione delle galassie, nonostante gli ampi intervalli con i quali si descrivono le quantità di cui sopra.

2.2 Classificazione morfologica di Hubble

Posto che la galassia osservata sul piano del cielo è data dalla proiezione lungo la linea di vista della struttura intrinsecamente tridimensionale del sistema e dipende, pertanto, dall'orientazione dello stesso rispetto alla linea di vista, nel 1926 Hubble propose una classificazione morfologica, riassunta nel diagramma in Fig. 2.1.

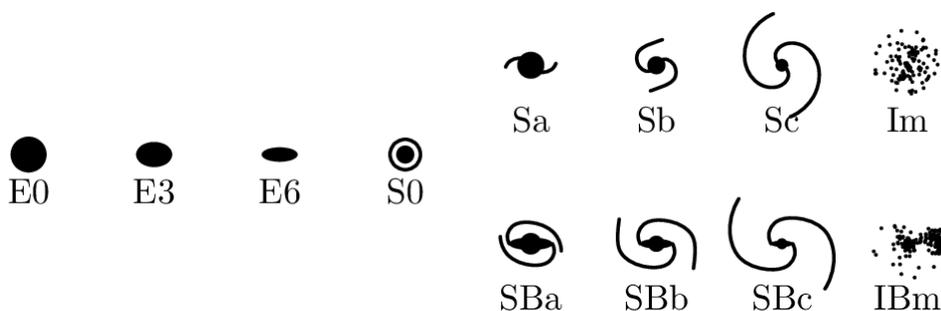


Figura 2.1: La “*tuning fork*” della sequenza classica di Hubble (da [1]).

Hubble la strutturò come una classificazione di tipo evolutivo, pertanto le galassie a sinistra e destra della “*tuning fork*” sono chiamate rispettivamente *early* e *late-type*. La classe delle galassie *early-type* (ETG) include galassie ellittiche e lenticolari, mentre quella delle galassie *late-type* (LTG) galassie a spirale e irregolari. Poiché l'interpretazione evolutiva è stata confutata, è possibile riferirsi alle LTG come galassie *star-forming* (SFG), poiché generalmente hanno processi di formazione stellare attivi, e alle ETG come galassie quiescenti o passive, rispettivamente se interessate da debole o assente formazione stellare.

Nel 1959 la classificazione di Hubble venne revisionata e ampliata da G. de Vaucouleurs (introducendo classi intermedie, per esempio tra S0 e Sa), come nel prospetto in Fig. 2.2.

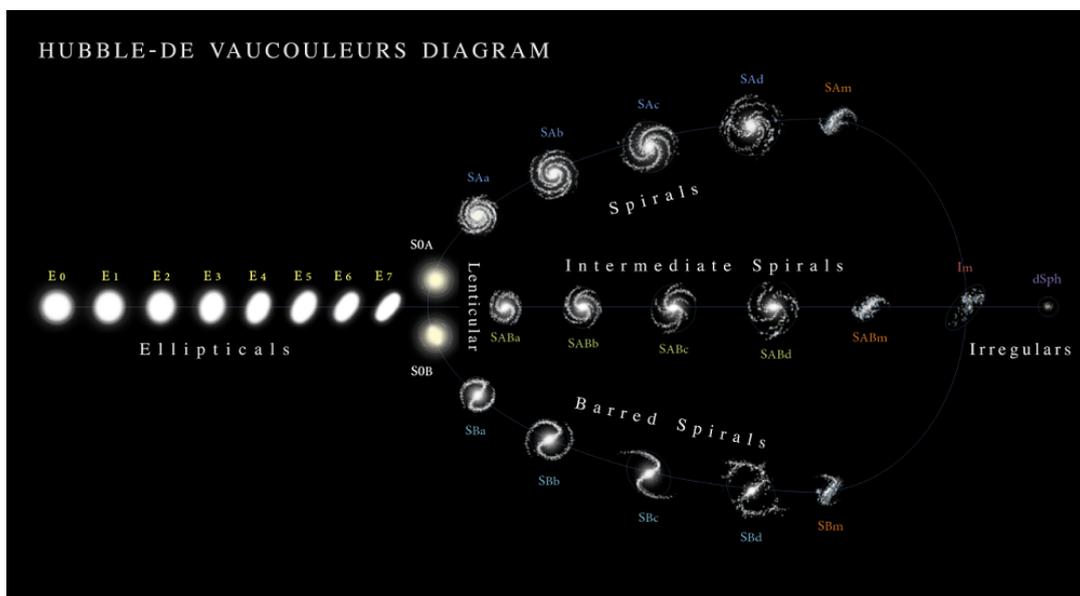


Figura 2.2: Diagramma della classificazione morfologica di Hubble-de Vaucouleurs (da Wikicommons, a cura di A. Ciccolella e M. De Leo / CC BY-SA 3.0).

2.3 Galassie *early-type*

2.3.1 Galassie ellittiche

Le galassie ellittiche si definiscono tali perché le loro isofote (linee che collegano punti di uguale luminosità superficiale) sono ellissi. Per questo motivo, nella classificazione di Hubble le galassie sul ramo delle ellittiche vengono individuate dalla lettera E accompagnata dal parametro ε detto ellitticità (definito come $\varepsilon = 1 - (b/a)$, con a e b semiassi dell'ellissi) moltiplicato per dieci. Si nota che si osservano galassie da E0 (sostanzialmente sferiche, con $a = b$) a E7 (con $b = 0.3a$).

Le galassie ellittiche appartengono alla famiglia degli sferoidi stellari e, nello specifico, la loro forma è descritta da ellissoidi triassiali.

2.3.2 Galassie lenticolari

Le galassie lenticolari sono individuate dalla denominazione S0 nella classificazione di Hubble e rappresentano la transizione morfologica dalle galassie ellittiche a quelle a spirale. La struttura dominante è il cosiddetto *bulge* centrale (avente struttura sferoidale, come una galassia ellittica). Attorno a esso si trova un disco (struttura propria delle galassie a disco) debole e privo di bracci a spirale.

2.4 Galassie *late-type*

2.4.1 Galassie a spirale

Le galassie a spirale appaiono come dei dischi dotati di bracci a spirale che dalla regione centrale, dove si trova il *bulge*, si dipartono verso l'esterno.

Bulge di struttura sferoidale, simile a una galassia ellittica con stelle molto vecchie e di alta metallicità

Disco costituito da stelle giovani e di alta metallicità, si compone di

disco sottile con spessore di circa 0.1 kpc

disco spesso con spessore di circa 1 kpc, attorno al disco sottile e meno denso

Bracci a spirale

Alone stellare molto esteso e scarsamente denso di stelle vecchie e di bassa metallicità

Le galassie a spirale si suddividono in due famiglie, secondo la classificazione di Hubble, sulla base della forma del *bulge*: si hanno le galassie a spirale (S) e quelle a spirale barrata (Sb), nel caso in cui il *bulge* abbia una forma allungata.

2.4.2 Galassie irregolari

Le galassie irregolari sono in genere di dimensioni minori rispetto alle altre e posseggono caratteristiche varie (per esempio relativamente alle popolazioni stellari presenti o all'attività di formazione stellare).

	Galassie <i>early-type</i>	Galassie <i>late-type</i>
popolazione stellare	vecchia con alta metallicità	diverse (v. sottosez. 2.4.1)
Sn presenti	no Sn II, solo Sn Ia	Sn II
formazione stellare	assente o scarsa	nel disco sottile
gas	no gas freddo (HI/CO), molto gas caldo	molto HI
massa buco nero	$M_{\text{BH}} \simeq 10^{-3} M_{\text{stelle}}$	$M_{\text{BH}} \simeq 10^{-3} M_{\text{bulge}}$

Tabella 2.1: Confronto tra galassie *early-type* e galassie *late-type*.

Capitolo 3

Presupposti per la teoria di formazione delle galassie

La formazione delle galassie è il prodotto di processi (collasso, *merging* e raffreddamento) che coinvolgono interazioni tra materia oscura, gas e stelle in contesto cosmologico: mentre gli aloni di materia oscura sono interessati dal *merging* gerarchico, il gas primordiale all'interno si raffredda e forma stelle.

3.1 Modello Λ CDM

Per spiegare la formazione di strutture, gran parte della materia componente l'Universo deve essere materia oscura fredda (*cold dark matter* (CDM)), pertanto di seguito si utilizzerà il modello Λ CDM, divenuto il riferimento principale per studi cosmologici e per questo chiamato modello cosmologico standard. Tale modello fornisce il contesto di lavoro, ovvero, per esempio, le frazioni di materia oscura e barionica, il tasso di espansione dell'Universo in funzione del tempo e le proprietà degli aloni di materia oscura fredda (da cui segue l'evoluzione gerarchica delle loro masse). Si riportano in Tab. 3.1 i principali parametri cosmologici ottenuti dalla missione spaziale *Planck*, per un modello Λ CDM ($w = -1$) piatto ($\Omega = 1$).

$\Omega_{m,0}$	$\Omega_{\Lambda,0}$	$\Omega_{b,0}h^2$	z_{eq}	h
0.315 ± 0.007	0.685 ± 0.007	0.0224 ± 0.0001	3402 ± 26	0.674 ± 0.005

Tabella 3.1: Parametri del modello cosmologico Λ CDM piatto come ottenuti dalla missione spaziale *Planck* (da [3]).

Richiamando i valori in Tab. 3.1, si ricava la frazione di barioni $f_b = \Omega_b/\Omega_m \simeq 0.16$: questo numero è indice della quantità di materia ordinaria presente nell'Universo e, inoltre, suggerisce che gran parte della materia nell'Universo debba essere non-barionica.

Ora, posto che il punto di partenza per la formazione delle galassie è il collasso di sovradensità di materia presenti nell'Universo, per quanto visto queste sovradensità sono dominate dalla materia oscura, mentre solo una piccola frazione è barionica, corrispondente al gas primordiale.

3.2 Aloni di materia oscura

Posto che sia ETG che LTG sono avvolte da aloni di materia oscura, si ritiene che le galassie si formino dal collasso e dal raffreddamento del gas negli aloni di materia oscura, che si formano come conseguenza dell'instabilità gravitazionale e della crescita di perturbazioni primordiali nella distribuzione di densità di materia dell'Universo.

Allora, se la formazione di strutture è guidata dalla crescita di perturbazioni nella materia oscura, si studia di seguito l'evoluzione di perturbazioni di densità, assumendo per semplicità che l'Universo sia composto solo da materia non relativistica, che rappresenta la materia oscura prima del disaccoppiamento e l'intera componente di materia (oscura e barionica) dopo il disaccoppiamento (si trascurano, ovvero, complicazioni legate alla fisica dei barioni).

La densità di materia $\varrho(\mathbf{r}, t)$ in \mathbf{r} al tempo t è $\varrho(\mathbf{r}, t) = \bar{\varrho}(t)[1 + \delta(\mathbf{r}, t)]$, dove $\bar{\varrho}(t)$ è la densità media dell'Universo a un generico tempo t e $|\delta(\mathbf{r}, t)| \ll 1$ (Universo quasi omogeneo per un tempo iniziale t_i). Si considera ora una regione avente al tempo t_i densità $\varrho(t_i) = (1 + \delta)\bar{\varrho}$, con $\delta > 0$. Posto che, per effetto della sua autogravità, tale regione di lieve sovradensità ha un tasso di espansione minore di quello dell'Universo, ne segue che δ aumenta nel tempo. Finché $\delta \ll 1$, si ha il caso di perturbazione di densità lineare. Per determinati fattori, se la sovradensità iniziale è sufficientemente grande, per un tempo $t > t_i$ si avrà $\delta \gtrsim 1$, portando, dunque, al caso di perturbazione di densità non-lineare. In quest'ultimo, l'espansione cesserà e la densità di materia inizierà a ricollassare per effetto della propria gravità, portando alla formazione di un sistema virializzato (ovvero soddisfacente il teorema del viriale). Si può in tal modo studiare l'evoluzione lineare e non lineare di una sovradensità, fino alla formazione di un alone di materia oscura virializzato.

Posto che la posizione \mathbf{r} di un generico corpo nell'Universo è data da $\mathbf{r} = a(t)\mathbf{x}$, dove $a(t)$ è una funzione del tempo (adimensionale) chiamata fattore di scala o fattore di espansione e \mathbf{x} , \mathbf{r} sono rispettivamente le coordinate comovente e propria del corpo, allora la dinamica dell'Universo è interamente determinata dalla funzione $a(t)$. Considerata una particella di massa unitaria di posizione \mathbf{r} , posto che ϱ sia la densità di materia media dell'Universo, uguagliando la somma di energia cinetica $v^2/2$ ed energia potenziale gravitazionale $-GM(r)/r$ (dentro una sfera di raggio r) a una costante, si trova che $a(t)$ deve soddisfare la condizione $\frac{1}{2}\dot{a}^2 - \frac{4\pi G\varrho(t)}{3}a^2 = \text{cost.}$, da cui

$$\frac{\dot{a}^2}{a^2} + \frac{k}{a^2} = \frac{8\pi G}{3}\varrho(t) \quad k = \text{cost.} \quad (\star)$$

Come suggerito in [10], la più semplice soluzione a Eq. \star si ha per $k = 0$. Assumendo che la densità di materia nell'Universo decresca con l'espansione come a^{-3} , allora $a(t) = (t/t_0)^{2/3}$ con $t_0^{-2} = 6\pi G \rho_0$ e $a(t)$ normalizzata ad $a = 1$ all'epoca attuale ($t = t_0$).

Considerata una disomogeneità nel passato, allora, si può vedere come l'instabilità gravitazionale possa amplificare le perturbazioni di densità. Differenziando rispetto al tempo l'Eq. \star , essa si riscrive come

$$\ddot{a} = -\frac{4\pi G \rho_0}{3a^2} = -\left(\frac{2}{9t_0^2}\right) \frac{1}{a^2}$$

dove si è assunta $\rho = (\rho_0 a_0^3/a^3)$. Si applica ora una piccola perturbazione $a(t) + \delta a(t)$, di conseguenza si ha $\delta = (\delta\rho/\rho) = -3(\delta a/a)$. δa soddisfa l'equazione

$$\frac{d^2}{dt^2} \delta a = \left(\frac{4}{9t_0^2}\right) \frac{\delta a}{a^3} = \frac{4}{9} \frac{\delta a}{t^2}$$

Questa ha soluzione $\delta a \propto t^{4/3} \propto a^2$, pertanto la perturbazione di densità $\delta = -3(\delta a/a)$ cresce come $\delta \propto a$. Allora, quando la perturbazione cresce, l'autogravità diventa dominante e la materia può collassare.

3.2.1 *Merging* gerarchico di aloni di CDM

All'interno del modello cosmologico Λ CDM, la formazione e crescita di strutture complesse avviene *bottom-up*, ovvero, posto che sistemi più piccoli tendono a virializzarsi prima di sistemi più grandi, questi ultimi si formano successivamente ai primi, incorporando i sistemi minori e accrescendo grazie alla materia diffusa (non appartenente a un alone virializzato). Posto che il processo in cui due o più sistemi virializzati si uniscono e compongono un nuovo sistema virializzato prende il nome di *merging*, poiché in particolare gli aloni di materia oscura crescono principalmente per *merging* successivi di sistemi minori, il processo che porta all'assemblamento di aloni di materia oscura è noto come *merging* gerarchico.

Trascurando l'accrescimento tramite materia diffusa, la crescita di un alone di materia oscura può essere descritta tramite un diagramma ad albero (*merger tree*), come in Fig. 3.1, che, in funzione del tempo cosmico, tiene traccia dei progenitori dell'alone.

3.3 Gas pregalattico

Si è visto che nel modello Λ CDM gli aloni di materia oscura sono il risultato del collasso gravitazionale di materia oscura fredda nelle regioni in cui la densità di materia è sufficientemente alta da prevalere (localmente) sull'espansione dell'Universo. Nell'Universo giovane, tali aloni avevano masse tipicamente piccole, ma in funzione del tempo cosmico hanno subito processi di *merging* gerarchico e si sono accresciuti tramite la materia oscura diffusa.

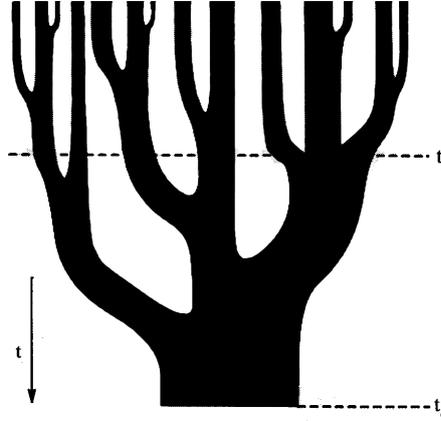


Figura 3.1: Rappresentazione schematica di un *merger tree* che raffigura la crescita di un alone come risultato di una serie di *merge*. Il tempo cresce dall'alto verso il basso in questo grafico e la larghezza dei rami dell'albero rappresenta le masse dei singoli aloni progenitori (da [7]).

Durante l'età oscura dell'Universo (periodo compreso tra il completamento della ricombinazione dell'idrogeno dopo il Big Bang e la formazione dei primi oggetti luminosi, ovvero da $z \approx 800, \approx 0.6 \text{ Myr}$ a $z \approx 20 - 30, \approx 100 \text{ Myr} - 200 \text{ Myr}$), la materia barionica era costituita da gas neutro, chiamato gas pregalattico.

Parte del gas, dunque, ha seguito il collasso gravitazionale degli aloni di materia oscura e si è stabilito nelle loro buche di potenziale. La materia barionica dentro un alone di materia oscura può irradiare energia, raffreddarsi e depositarsi al centro dello stesso. Mentre gli aloni subiscono processi di *merging*, le strutture barioniche possono sopravvivere se nelle condizioni di poter collassare gravitazionalmente in modo sufficientemente rapido, successivamente raffreddarsi e condensare all'interno degli aloni. In un primo momento, pertanto, la gravità deve prevalere sulla pressione interna del gas. Poiché proporzionalmente alla contrazione del gas aumenta la temperatura, in un secondo momento i processi di raffreddamento devono prevalere su quelli di riscaldamento.

Il raffreddamento del gas può avvenire per emissione di radiazione: i fotoni emessi trasportano energia e, abbandonando la nube di gas (si considera il caso di un gas otticamente sottile, affinché i fotoni emessi non vengano assorbiti dal gas stesso), sottraggono energia cinetica alle particelle, pertanto la temperatura del gas si abbassa, ricreando una condizione idonea ad avviare processi di formazione stellare.

3.4 Formazione stellare

La formazione stellare consiste nella trasformazione del gas in stelle. Considerato il collasso del gas negli aloni di materia oscura, affinché si avvii formazione stellare occorre

che il gas nella nube sia molto freddo ($T \lesssim 30K$) e ad alta densità ($n \gtrsim 10^2 cm^{-3}$).

Segnando la fine dell'età oscura dell'Universo, le stelle di Popolazione III (le prime stelle) hanno iniziato a formarsi circa 100 milioni di anni dopo il Big Bang, dal collasso di H, He e Li all'interno degli aloni di materia oscura aventi massa pari a $10^6 M_{\odot}$. Il collasso ha condotto alla formazione dei primi oggetti protostellari, con la successiva accensione delle reazioni termonucleari nei nuclei delle stelle di Pop. III. Queste ultime hanno, però, avuto un tempo di vita breve, al termine del quale hanno violentemente espulso fuori dagli aloni di materia oscura gran parte del loro gas, tramite esplosioni di supernova, rendendo impossibile nuova formazione stellare in quegli stessi aloni. Di conseguenza, si crede che la formazione delle prime galassie sia avvenuta non molto dopo, in aloni di materia oscura più massicci ($10^8 M_{\odot}$), capaci di trattenere gravitazionalmente il gas espulso e prolungare la formazione stellare.

Dopo le prime fasi di vita dell'Universo, la formazione delle galassie è proseguita seguendo percorsi evolutivi differenti in funzione delle condizioni locali, delle proprietà del gas e delle interazioni con altri sistemi.

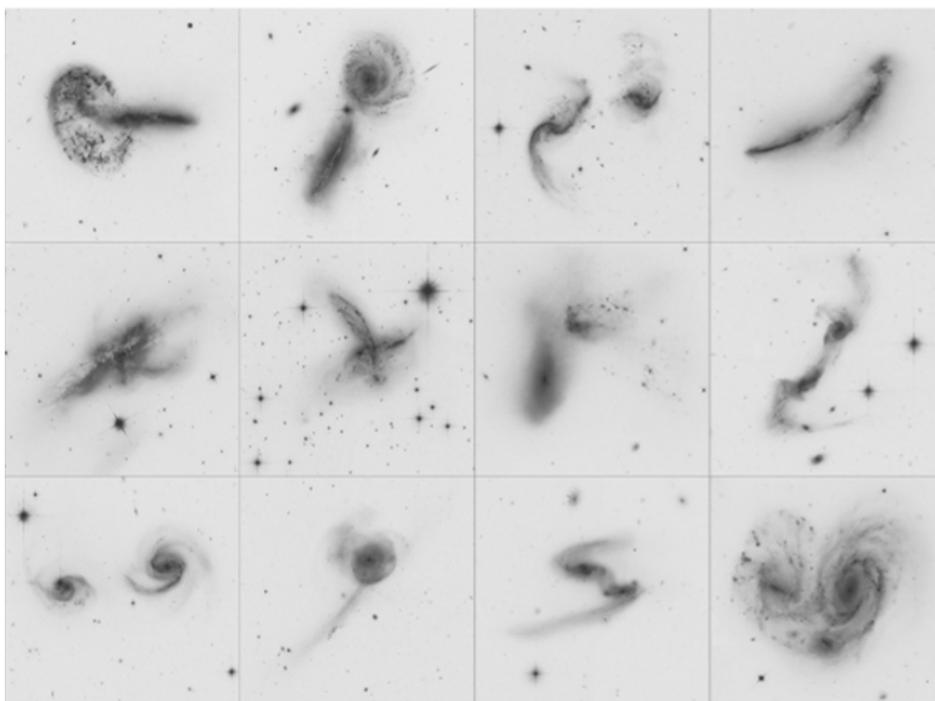


Figura 3.2: Immagini di galassie in interazione (da [3], a cura di NASA, ESA, Hubble Heritage [STScI/AURA]-ESA/Hubble Collaboration e A. Evans [University of Virginia, Charlottesville/NRAO/Stony Brook University]).

Capitolo 4

Formazione delle componenti di una galassia

Si è visto come il punto di partenza della formazione di galassie sia il collasso del gas negli aloni di materia oscura interessati da processi di *merging* gerarchico e il suo successivo raffreddamento, che porta alla formazione stellare e, infine, alle galassie. Se da un lato la varietà di galassie osservate suggerisce la possibilità di diversi percorsi evolutivi, dall'altro l'esistenza di classi di galassie, soggette a determinate leggi di scala e aventi caratteristiche ed elementi in comune (per esempio, il bulge delle galassie a disco confrontabile con una galassia ellittica, la possibilità per ETG e LTG di essere avvolte da un alone stellare), evidenzia come la formazione delle galassie debba essere dominata da determinati processi fisici.

Per questo motivo, di seguito si vuole procedere all'analisi dei meccanismi di formazione delle diverse componenti di una galassia (riassunti in Tab. 4.1), per poi solo successivamente riflettere sulla combinazione di tali processi.

4.1 Disco

4.1.1 Momento angolare mareale

I dischi sono caratterizzati dalla rotazione. Per la teoria del momento della forza mareale (come da [11]), in premessa, si chiarisce che gli aloni di materia oscura acquisiscono spin dall'interazione con il campo mareale della distribuzione di densità circostante (non omogenea), poiché al momento della formazione il campo gravitazionale delle strutture vicine esercita un momento della forza sul proto-alone, che inizia a ruotare, acquisendo spin in diverse direzioni per garantire la conservazione del momento angolare totale dell'Universo (che deve essere nullo). Posto che la materia barionica all'interno dell'alone di materia oscura subisce lo stesso campo di gravità (e quindi lo stesso momento), ne segue che inizialmente i momenti angolari per unità di massa di

materia oscura e barionica sono confrontabili.

$$j_b = \frac{J_b}{M_b} \approx j_{\text{DM}} = \frac{J_{\text{DM}}}{M_{\text{vir}}}$$

dove J_b e J_{DM} sono i momenti angolari di barioni e materia oscura, j_b e j_{DM} i momenti angolari per unità di massa, M_b e M_{vir} sono rispettivamente la massa barionica e quella di materia oscura (assunta come predominante sulla massa totale, quindi $M_{\text{DM}} \approx M_{\text{vir}}$).

Si possono ora definire due quantità importanti per la comprensione della formazione delle galassie: il rapporto in massa *stellar-to-halo* e il rapporto in momento angolare (per unità di massa) *stellar-to-halo*.

$$f_{m,*} \equiv \frac{M_*}{M_{\text{vir}}} < f_b \qquad f_{j,*} \equiv \frac{j_*}{j_{\text{DM}}} \approx \frac{1}{f_{m,*}} \frac{J_*}{J_{\text{DM}}}$$

dove nella prima M_* è la massa stellare, f_b è la frazione di barioni, nella seconda J_* è il momento angolare stellare, $j_* = J_*/M_*$ è il momento angolare stellare per unità di massa. In particolare, la prima disuguaglianza è valida per ogni galassia, tipicamente con $f_{m,*} \ll f_b$.

4.1.2 Collasso dissipativo

Mentre gli aloni di materia oscura collassano conservando la loro energia totale, il gas collassa emettendo parte della propria energia tramite raffreddamento radiativo e, pertanto, non preserva l'energia totale, pur conservando il momento angolare: tale processo, che porta alla formazione delle galassie, è detto collasso dissipativo. Naturalmente, tanto più efficiente è il processo di raffreddamento radiativo, tanto più la temperatura del gas cala, conducendo, pertanto, al suo stabilizzarsi nella struttura di un disco rotante con velocità $v_{\text{rot}} = v_c$ (con v_c velocità circolare), che giace sul piano perpendicolare alla direzione del momento angolare. Il momento angolare iniziale (per unità di massa) determina il raggio $R = j_0/v_c$ cui si raggiunge l'equilibrio centrifugo e, di conseguenza, fissa la dimensione del disco. Il gas in tali condizioni è interessato da formazione stellare (come visto in sez. 3.4), pertanto ne segue che le stelle ereditano il suo momento angolare, portando infine agli attuali dischi stellari.

Dall'analisi dei due processi, si può giungere alla conclusione che i dischi stellari si formano dal gas che acquisisce momento angolare dal momento della forza mareale del campo esterno, quantitativamente per unità di massa in modo confrontabile alla materia oscura, (in sottosez. 4.1.1) e collassa conservandolo (ovvero senza trasferirlo all'alone di materia oscura) durante i processi di formazione stellare (in sottosez. 4.1.2).

4.2 Bracci a spirale

A causa della rotazione differenziale del disco, assumendo il ragionamento qualitativo della curva di rotazione kepleriana, se i bracci a spirale fossero composti da gas e

sferoidi si seguono tradizionalmente due principali modelli, che si ritenevano opposti: il collasso monolitico e il *merging* gerarchico. In realtà, secondo la teoria oggi più largamente accreditata, il processo di formazione degli sferoidi potrebbe essere ibrido tra i due modelli: a una prima rapida fase di formazione stellare *in situ* sarebbe seguita una fase più lenta di assemblamento gerarchico di massa stellare e materia oscura.

4.4.1 Collasso monolitico

Il più semplice (e ideale) modello è quello del collasso non dissipativo ([2]), il quale considera l'evoluzione gravitazionale e, dunque, il collasso di una singola protogalassia (sistema progenitore costituito da materia oscura e gas), descritta da una distribuzione sferica di stelle aventi bassa energia cinetica.

4.4.2 Merging

Secondo il modello del *merging* di galassie a disco ([12]), considerate due galassie a spirale aventi circa la stessa massa, poco gas e trascurabile formazione stellare, il prodotto del loro *merge* sarebbe un sistema stellare sferoidale, sorretto, pertanto, dalla pressione e non più dalla rotazione.

4.5 Alone stellare

Posto che le stelle di alone sono tendenzialmente vecchie (v. sottosez. 2.4.1), ne segue che la formazione dell'alone sia precedente a quella della galassia. I modelli di formazione più accreditati sono circa gli stessi già visti per gli sferoidi (v. sez. 4.4):

collasso monolitico formazione *in situ*, poiché l'alone stellare è il prodotto di un rapido collasso dissipativo;

***merging* gerarchico** formazione *ex situ*, poiché l'alone stellare si forma per accrescimento di stelle strappate marealmente da galassie satellite.

Componente	Meccanismi di formazione
Disco	Collasso dissipativo, momento angolare dal momento della forza mareale, redistribuzione del momento angolare
Bracci a spirale	Interazioni, instabilità
Sferoide/bulge	Rilassamento violento, <i>merging</i> , instabilità violenta del disco
Alone stellare	Collasso dissipativo, accrescimento delle stelle da satelliti

Tabella 4.1: Principali meccanismi di formazione delle componenti di una galassia (tratta da [3]).

Capitolo 5

Conclusioni

Si è visto che è possibile analizzare la formazione di ETG e LTG scomponendole negli elementi che le costituiscono. Per ottenere una visione d'insieme si può, successivamente, seguire l'evoluzione delle galassie odierne tramite due principali approcci: *backward*, se tramite l'osservazione delle proprietà delle galassie al giorno d'oggi si vuole ricostruire la loro evoluzione indietro nel tempo; *forward*, se si adottano simulazioni idrodinamiche cosmologiche e modelli semi-analitici.

Posto che, nel contesto del modello Λ CDM, si ritiene che il *merging* abbia un ruolo fondamentale nella formazione (ed evoluzione) delle galassie ([6]), si hanno sufficienti dati (anche tramite gli approcci di cui sopra) per legare il *merging* alla morfologia di ETG e LTG. Per le galassie nane (almeno di un ordine di grandezza meno luminose della nostra galassia), che costituiscono la maggioranza all'interno dell'attuale demografia delle galassie (Tab. 5.1) (almeno in quella locale), è, invece, una importante questione aperta comprendere i processi sia di trasformazione (mareali e di *ram pressure stripping*) sia di *merging* che ne interessano formazione ed evoluzione.

Oggetto	Densità numerica relativa
A spirale	1
Lenticolari, starburst	0.1
Ellittiche	0.2
Irregolari, galassie peculiari	0.05
Galassie nane	10
Seyfert	10^{-2}
Galassie radio	10^{-4}
QSO	10^{-5}
Quasar	10^{-7}

Tabella 5.1: Densità numeriche delle galassie nell'Universo locale (tratta da [9]).

Bibliografia

- [1] Roberto G. Abraham. «Perspectives in Physical Morphology». In: *Formation and Evolution of Galaxies: a Perspective*. A cura di Le Fevre et al. Proceedings of the 1997 Les Houches Physics Summer School. 1998.
- [2] Tjeerd S. van Albada. «Dissipationless galaxy formation and the R to the 1/4-power law». In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 201 (dic. 1982).
- [3] Andrea Cimatti, Filippo Fraternali e Carlo Nipoti. *Introduction to Galaxy Formation and Evolution: From Primordial Gas to Present-Day Galaxies*. Cambridge University Press, 2020.
- [4] Luca Ciotti. *Appunti del corso di Astrofisica Extragalattica*.
- [5] Luca Ciotti. *Introduction to Stellar Dynamics*. Cambridge University Press, 2021.
- [6] Alejandro Guzmán-Ortega et al. «Morphological signatures of mergers in the TNG50 simulation and the Kilo-Degree Survey: the merger fraction from dwarfs to Milky Way-like galaxies». In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* (nov. 2022).
- [7] Cedric Lacey e Shaun Cole. «Merger rates in hierarchical models of galaxy formation». In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 262.3 (giu. 1993).
- [8] Chia-Chiao Lin e Frank H. Shu. «On the Spiral Structure of Disk Galaxies». In: *The Astrophysical Journal* 140 (ago. 1964).
- [9] Houjun Mo, Frank van den Bosch e Simon White. *Galaxy Formation and Evolution*. Cambridge University Press, 2010.
- [10] Thanu Padmanabhan. *Theoretical astrophysics. Galaxies and cosmology*. Vol. 3. Cambridge University Press, 2002.
- [11] Phillip J. E. Peebles. «Origin of the Angular Momentum of Galaxies». In: *The Astrophysical Journal* 155 (feb. 1969).
- [12] Alar Toomre. «Mergers and Some Consequences». In: *Evolution of Galaxies and Stellar Populations*. A cura di Beatrice M. Tinsley, Richard B. Larson e D. Campbell Gehret. Proceedings of a Conference at Yale University (19-21 mag. 1977). Gen. 1977.
- [13] Alar Toomre. «What amplifies the spirals». In: *Structure and Evolution of Normal Galaxies*. A cura di S. Michael Fall e Donald Lynden-Bell. Proceedings of the Advanced Study Institute, Cambridge (3-15 ago. 1980). Gen. 1981.