

Formació i evolució de galàxies

Una visió general

Sergi Blanco Cuaresma

8 de juny de 2011

Resum

Visió general sobre la formació i evolució de galàxies i el model de matèria fosca freda (Λ CDM) que intenta explicar aquest procés dintre del marc del model cosmològic estàndard.

Índex

1	Introducció	2
2	Galàxies	2
2.1	Poblacions d'estrelles	2
2.2	Medi interestel·lar (ISM)	2
2.3	Tipus	2
2.3.1	Galàxies el·líptiques	3
2.3.2	Galàxies espirals	3
2.3.3	Galàxies irregulars	4
2.4	Corba de rotació	4
2.5	Evolució	5
2.6	Mesura de distàncies a galàxies	5
2.6.1	Estrelles variables o supernoves tipus Ia	5
2.6.2	Relació Faber-Jackson	6
2.6.3	Relació Tully-Fisher	6
2.6.4	Llei de Hubble	6
2.7	Cúmul·s de galàxies	6
2.8	Superclusters	7
2.9	Origen	7
3	Formació de l'estructura còsmica	7
3.1	Fluctuacions	7
3.1.1	Origen	7
3.1.2	Evolució gravitacional	8
3.1.3	Matèria	9
3.1.4	Radiació còsmica de fons	9
3.2	Estructura de matèria fosca freda	10
3.2.1	Col·lapse esfèric	10
3.2.2	Formalisme Press-Schechter	10
3.2.3	Formalisme Extended Press-Schechter	11
3.2.4	Halos	11
3.2.5	Candidats a matèria fosca	12
4	Formació de galàxies	12
5	Conclusions	13

1 Introducció

Al 1925, Edwin Hubble va fer públic els resultats sobre les seves observacions de nombroses nebuloses mitjançant el telescopi Hooker (2.54 metres). La publicació va deixar en evidència que no pertanyien a la Via Làctia (tal i com és creia a l'època) i que no eren nebuloses sinó altres galàxies llunyanes. Addicionalment, l'estudi de la seva cinemàtica va mostrar que l'univers s'estava expandint uniformement.

Les característiques generals de les galàxies es descriuen a la secció 2 del present document. Per altra banda, la formació de l'estructura còsmica (segons el model Λ CDM) i la formació de galàxies (matèria bariònica) es tracten a la secció 3 i 4. L'objectiu és obtenir una visió general sobre l'estat actual de la formació i evolució de galàxies des d'un punt de vista cosmològic.

2 Galàxies

Les galàxies a l'univers local es poden definir com conglomerats d'estrelles que poden anar des dels centenars de milions fins als bilions. Aquestes estan suportades contra la gravetat mitjançant la rotació en un disc o per una ampla dispersió de velocitats formant un el·lipsoide.

L'estimació del nombre d'estrelles d'una galàxia es pot realitzar dividint la lluminositat o massa total pel la lluminositat o massa d'una estrella típica, o utilitzant la funció de lluminositat o massa d'una galàxia (relació de la proporció d'estrelles per cada rang de lluminositat o massa).

A grans escales, les galàxies poden servir com a traçadors de l'estructura de l'univers.

A continuació s'exposa el contingut d'aquestes d'aquestes, propietats diverses i organització còsmica.

2.1 Poblacions d'estrelles

En funció de les edats, metal·licitats, cinemàtica i distribució espacial de les estrelles, aquestes es poden dividir en 2 grups:

1. Població I: A les galàxies espirals com la Via Làctia, es situen al pla del disc (principalment als braços espirals), no tenen més de 10 Gyr (una fracció important té menys de 1 Myr) i la seva metal·licitat (abundància d'elements més pesats que l'Heli) és propera a la solar ($Z \approx 2\%$).
2. Població II: Situades a les zones esferoïdals (p.ex. galàxies el·líptiques o al bulb central de galàxies espirals), són estrelles velles de més de 10 Gyr amb molt baixa metal·licitat.

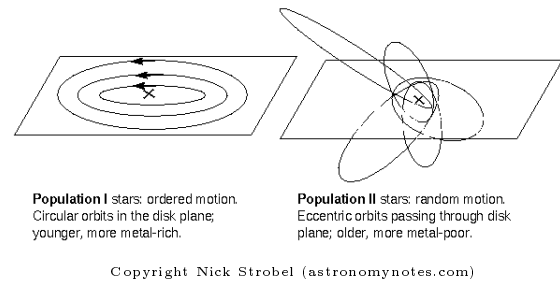


Figura 1: Poblacions d'estrelles.

Propietat	El·líptiques	Disc
<i>Dynamically bound</i>	Suport tèrmic	Força centífuga
Rotació	Lenta	Ràpida
Color	Vermell	Blau
Població	Vella	Vella i jove
Distància	<i>Redshift</i> alts	<i>Redshift</i> baixos
Gas	Poca quantitat	Molta quantitat
Formació d'estrelles	Baixa SFR	Alta SFR
Tamany	Compacte	Extens

Taula 1: Propietats generals de les galàxies segons el tipus

Per altra banda, es postula que va existir una població III encara no observada, formada després del *Bing Bag* (*redshift* $z \approx 20$) i composta per estrelles de metal·licitat zero. Aquestes serien molt massives i la seva evolució era molt més ràpida que les actuals (temps de vida 1 Myr). Es considera que són les responsables de la reionització de l'univers.

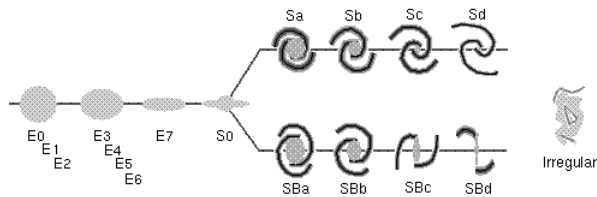
2.2 Medi interestel·lar (ISM)

A banda d'estrelles, les galàxies disposen d'un medi interestel·lar (ISM) compost principalment per gas (aquest domina a les galàxies a *redshifts* molt elevats a on encara no s'han format gran quantitat d'estrelles).

El medi interestel·lar s'ha d'entendre com un fluid no isotèrmic amb grans turbulències, principalment conformat en núvols d'hidrogen neutre HI i núvols moleculars a on tenen lloc la formació de noves estrelles. El col·lapse de regions del núvol en estrelles té origen a partir de la compressió del gas produït per pertorbacions com supernoves, inestabilitats del disc o inestabilitats magnetorotacionals.

2.3 Tipus

Edwin Hubble va classificar morfològicament les galàxies en tres grups bàsics: el·líptiques, espirals (compostes principalment per un disc pla i un bulb esfèric central) i irregulars. Aquesta classificació no representa una seqüència evolutiva donat que s'ha observat que totes les tipologies contenen estrelles d'edats antigues.



The Hubble "tuning fork" Sequence of galaxy classification. Galaxies are classified by shape. The **elliptical** galaxies go from circular (E0) to significantly flattened (E7). The spirals are sub-divided into **regular spirals** and **barred spirals**. Each of them is further sub-divided into groups depending on the size of the central bulge and how tightly the arms are wound around the center. The **irregular** galaxies have no definite structure. This is **not** an evolutionary sequence!

Copyright Nick Strobel (astronomynotes.com)

Figura 2: Seqüència de tipus de galàxies de Hubble

Si bé la classificació es realitzava inicialment per inspecció visual, actualment s'ha establert un criteri numèric per facilitar el procés que consisteix en extreure el rati entre l'esferoide (bulb central) i la lluminositat total:

- $\frac{L_{spheroid}}{L_B} \sim 1$ Galàxies el·líptiques (E0..E7)
- $\frac{L_{spheroid}}{L_B} \sim 0.5$ Galàxies lenticulars (S0)
- $0.1 \lesssim \frac{L_{spheroid}}{L_B} \lesssim 0.5$ Galàxies espirals (S[B]abcd)
- $\frac{L_{spheroid}}{L_B} \sim 0$ Galàxies irregulars (no disposen d'un esferoide)

2.3.1 Galàxies el·líptiques

Les galàxies el·líptiques es suporten per la velocitat de dispersió de les seves estrelles (suport tèrmic) i no per rotació, a excepció de les galàxies el·líptiques nanes que si roten ràpidament. Les característiques principals són:

- El moviment de les estrelles és aleatori sense un sentit rotacional fix.
- Dinàmicament són molt estables davant de pertorbacions.
- No hi ha formació de noves estrelles donat que tenen molt poc gas i pols entre les estrelles.

Les galàxies el·líptiques es troben subclassificades en funció del seu grau d'aplanament (p.ex. E7 és més pla que E0). Les nanes el·líptiques, junt amb les nanes irregulars, són el tipus més comú de galàxia.

Cal destacar que també existeixen el·líptiques gegants anomenades galàxies cD que s'han format a partir de col·lisions i fusions de galàxies.



Figura 3: M32, nana el·líptica tipus E2 al costat de la galàxia andromeda



Figura 4: M31, la galàxia espiral andromeda

La brillantor a galàxies el·líptiques segueix la següent forma:

$$I(R) = I(0) e^{-kR^{\frac{1}{n}}} = I(R_e) e^{-b_n \left(\left(\frac{R}{R_e} \right)^{1/n} - 1 \right)} \quad (1)$$

a on $n \sim 4$ i $b_n \sim 2n - 0.324$. R_e és el radi efectiu (a on hi ha el 50% de la lluminositat).

2.3.2 Galàxies espirals

Les galàxies espirals tenen discos plans amb braços, algunes tenen també una barra de gas al centre. Les principals característiques:

- Presenten un moviment ordenat rotant al voltant del centre.
- Els discs són sistemes fràgils des del punt de vista dinàmic, molt sensibles a pertorbacions.
- Hi ha formació d'estrelles noves (especialment als braços espirals) donat que disposen de gas i pols entre les estrelles.

La brillantor al disc a galàxies de tipus espiral cau en forma exponencial:

$$I(R) = I_d e^{\left(\frac{-R}{R_d} \right)} \quad (2)$$

a on $I_d = I(0)$ i R_d és la longitud d'escala del disc (2 - 3 kpc a la Via Làctia). Cal destacar que la brillantor al

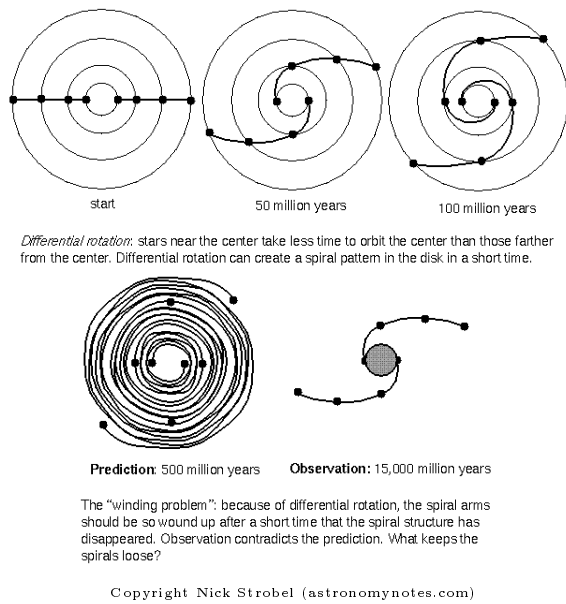


Figura 5: Formació dels braços espirals per rotació diferencial

bulb es comporta com una galàxia el·líptica. Per altra banda, la distribució vertical de brillantor al disc (eix z) presenta la següent relació:

$$I(R, z) = I(R) e^{\frac{-|z|}{h_z}} \quad (3)$$

Les estrelles, el gas i el pols al disc es congreguen habitualment en un patró espiral amb braços. L'origen d'aquests no pot ser explicat per rotació diferencial, donat que el patró es trencaria als 500 milions d'anys.

Una possible explicació de la formació de l'estructura espiral es troba a la teoria de l'ona de densitat, a on s'estipula que una perturbació gravitacional en forma d'ona que es mou a través del disc causa les agrupacions d'estrelles i gas.

2.3.3 Galàxies irregulars

Les galàxies irregulars no tenen una forma definida. Algunes contenen molt gas i pols i per tant, hi ha formació estel·lar. Les nanes irregulars, juntament amb les nanes el·líptiques, són el tipus de galàxia més comú.

2.4 Corba de rotació

El objectes celestes que roten al voltant d'un punt (p.ex. el centre d'una galàxia) tenen una força centrípeta equivalent a la gravetat:

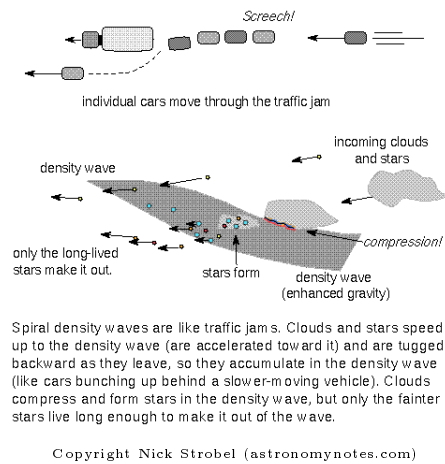


Figura 6: Teoria de l'ona de densitat



Figura 7: Núvol gran de Magellanes (orbita la Via Làctia)

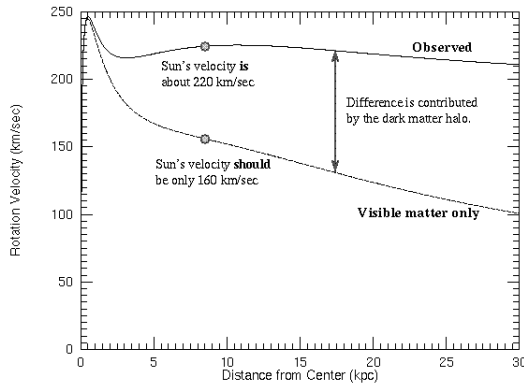
$$F_c = \frac{m_{objecte} \cdot v^2}{d} = F_g = \frac{GM_{central}m_{objecte}}{d^2} \quad (4)$$

Aquesta relació permet determinar que la velocitat de rotació a l'òrbita dependrà exclusivament de la distància al centre i de la massa que existeix entremig:

$$v_{in\ orbit} = \sqrt{\frac{G \cdot M_{central}}{d_{to\ galactic\ center}}} \quad (5)$$

Per tant, a partir de l'estimació de massa visible a diferents distàncies (distribució de massa), és possible determinar la corba de rotació teòrica (velocitat teòrica en funció de la distància al centre) d'una galàxia. No obstant, la corba teòrica no coincideix amb les observades (velocitats reals en funció de la distància al centre) a partir d'estrelles, regions HII o galàxies satèl·lit.

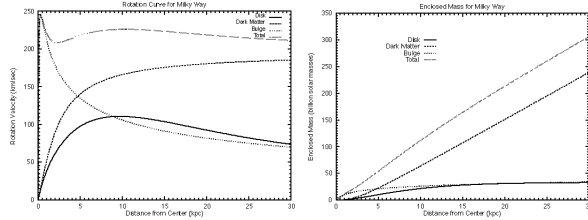
La gravetat és més feble com més gran és la distància, per tant les estrelles més externes haurien d'orbitar a una velocitat més lenta, però les observacions obtenen una línia plana o amb pendent positiva ($-0.2 < \Delta < 1$ a on $\Delta \equiv \frac{d \log(Velocitat)}{d \log(d_{to\ galactic\ center})}$).



The gravity of the visible matter in the Galaxy is not enough to explain the high orbital speeds of stars in the Galaxy. For example, the Sun is moving about 60 km/sec too fast. The part of the rotation curve contributed by the visible matter only is the bottom curve. The discrepancy between the two curves is evidence for a **dark matter halo**.

Copyright Nick Strobel (astronomynotes.com)

Figura 8: Corba de rotació de la Galàxia



Copyright Nick Strobel (astronomynotes.com)

Figura 9: Corba de rotació descomposta de la Galàxia

La corba de rotació pot ser descomposta en les parts individuals que contribueixen cada component de la Galàxia com s'observa a la figura 9.

Per a justificar la velocitat de rotació observada, es considera l'existència d'un halo de matèria fosca, la qual pot trobar-se en forma de:

- Matèria fosca bariònica: Planetes, nanes marrons (estrelles que no brillen per fusions nuclears), nanes blanques i/o forats negres.
- Matèria fosca no bariònica: Neutrins amb massa o altres partícules exòtiques que no han sigut observades als laboratoris encara (WIMPs, Weakly interacting massive particles).

A partir d'estudis estadístics que intenten determinar la quantitat de massa en forma d'objectes bariònics a partir de l'efecte de *weak lensing*¹, s'ha determinat que aquests no representa prou massa com per justificar les diferències observades a la corba de rotació.

La massa bariònica de galàxies es troba al voltant del 3 - 5% de la matèria fosca d'un halo. Per altra banda, segons el model cosmològic estàndard, la fracció de

Component	Contribució a Ω
Baixa redshift ($z < 2$)	
Galàxies: Estrelles	0.0027 ± 0.0005
Galàxies: Regions HI	$(4.2 \pm 0.7) \times 10^{-4}$
Galàxies: H_2	$(1.5 \pm 0.6) \times 10^{-4}$
Galàxies: Altres	$(\approx 2.0) \times 10^{-4}$
Gas intra-cúmulo	0.0018 ± 0.0007
IGM (fred-templat)	0.013 ± 0.0023
IGM (templat-calent)	≈ 0.016
Alt redshift ($z \geq 2$)	
Boscs de núvols Lyman α	> 0.035

Taula 2: Abundàncies dels diferents components bariònics

matèria bariònica sobre matèria fosca no bariònica és del 18% ($\Omega_B/\Omega_{DM} \approx 0.04/0.022$). En conseqüència, un percentatge important de massa bariònica no es troba a les galàxies sinó al medi intergalàctic (IGM).

2.5 Evolució

Les galàxies evolucionen amb el temps segons la història del rati de formació d'estrelles (SFR). Actualment existeixen models espectro-foto-químics amb els quals es pot arribar a deduir la història de la formació d'estrelles a una galàxia a partir del seu espectre (p.ex. GALAXEV 2003² de Bruzual et al.).

Aquests mateixos models han permès determinar que les galàxies espirals com la Via Làctia requereixen una accrecció constant de gas de baixa metal·licitat per tal de poder reproduir les abundàncies de metalls, el rati de formació estel·lar i les fraccions de gas. En canvi, les galàxies massives el·líptiques concorden amb un model de formació amb una única ràfega ràpida de formació estel·lar.

2.6 Mesura de distàncies a galàxies

Les distàncies entre galàxies es mesuren habitualment en megaparsecs (1 megaparsec = 3,3 milions d'anys llum). Per exemple, la distància entre la Via Làctia i Andròmeda (la galàxia espiral més propera) és de 0,899 megaparsecs.

A continuació s'exposen les diferents tècniques existents per mesurar les distàncies.

2.6.1 Estrelles variables o supernoves tipus Ia

Per galàxies properes, un mètode per determinar la distància és utilitzant la relació període-luminositat de les

1. http://en.wikipedia.org/wiki/Weak_gravitational_lensing
2. <http://www2.iap.fr/users/charlot/bc2003/>

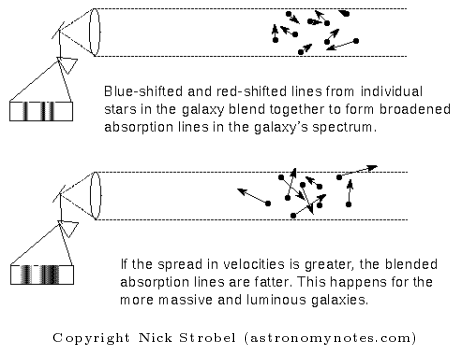


Figura 10: Velocitat de dispersió d'una galàxia el·líptica

cefeides. Mesurant el flux i el període de variació d'aquestes estrelles, es pot conèixer la lluminositat i per tant la seva distància ($F = \frac{L}{4\pi d_L^2}$).

D'altra banda, per les galàxies més distants s'utilitzen les supernoves tipus Ia per la seva elevada brillantor.

2.6.2 Relació Faber-Jackson

Sandra Faber i Robert Jackson van descobrir al 1976 una relació entre les velocitats de dispersió de les estrelles i la lluminositat de les galàxies el·líptiques $L \propto (v_{dispersió})^\gamma$, habitualment en la forma:

$$v_{dispersion} = 220 \cdot \left(\frac{L}{L_\star} \right)^{0.25} \quad (6)$$

a on L_\star és la lluminositat característica d'una galàxia (al voltant dels 10.000 milions de lluminositat solars).

La velocitat de dispersió pot ser obtinguda a partir del gruix de les línies d'absorció d'estrelles o les emissions radio del gas en una galàxia (efecte Doppler). Aquestes seran més amples com més elevada sigui la velocitat de dispersió.

Amb la relació Faber-Jackson és possible obtenir la lluminositat i deduir la distància utilitzant la llei de l'invers al quadrat.

2.6.3 Relació Tully-Fisher

Al 1977 Brent Tully i Richard Fisher van descobrir una relació similar entre la velocitat de rotació del disc (mesurat utilitzant la radiació de 21 cm) i la lluminositat d'una galàxia espiral $L \propto (v_{circular})^\alpha$. Com més ràpid rota el disc, més amples són les línies d'emissió de 21 cm.

$$v_{circular} = 220 \cdot \left(\frac{L}{L_\star} \right)^{0.22} \quad (7)$$

a on L_\star és la lluminositat característica d'una galàxia (al voltant dels 10.000 milions de lluminositat solars).

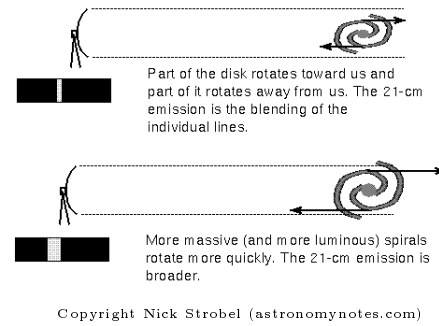


Figura 11: Velocitat de rotació d'una galàxia espiral

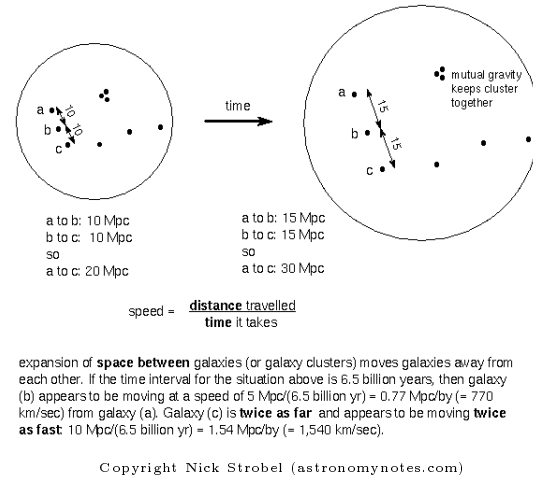


Figura 12: Expansió de l'univers

Amb la relació Tully-Fisher es possible obtenir la lluminositat i deduir la distància utilitzant la llei de l'invers al quadrat.

2.6.4 Llei de Hubble

Un altre mètode per trobar distàncies és utilitzar la llei de Hubble, la qual relaciona la distància a la que es troba una galàxia amb la velocitat que s'allunyen de nosaltres degut a l'expansió de l'univers:

$$speed_{recession} = H_0 \cdot distance \quad (8)$$

a on H_0 és la constant de Hubble.

Si la distància es mesura en megaparsecs i la velocitat en km/s, la constant de Hubble es troba al voltant de (71 ± 2.5) km/s/Mpc.

2.7 Cúmul de galàxies

La Via Làctia forma part d'un cúmul poc poblat de galàxies anomenat Grup Local. Aquest conté:

- Dos grans galàxies espirals (Via Làctia i Andròmeda)

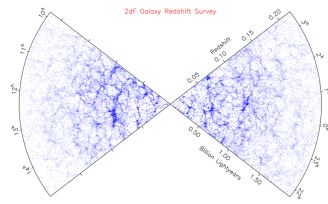
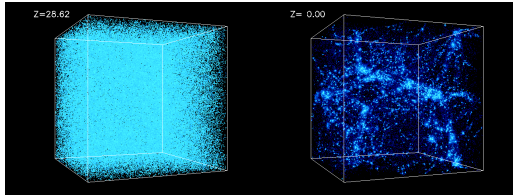


Figura 13: Estructura de galàxies a l'univers

Figura 14: Simulació de la formació de l'estructura de galàxies aplicant el model Λ CDM

- Una petita galàxia espiral
- Dos galàxies el·líptiques
- I com a mínim:
 - 19 irregulars
 - 17 nanes el·líptiques
 - 5 nanes esferoïdals

El cúmul de Virgo és el més proper al Grup Local, es troba a 45 - 59 milions d'anys llum. La massa total és suficientment gran per a estar lligada als grups del seu voltant (inclòs el Grup Local).

2.8 Superclusters

Els cúmuls de galàxies s'atrauen mútuament per formar supercluster de decenes fins a centenars de cúmuls. Els estudis observacionals com el *2-degree Field Galaxy Redshift Survey* (2dFGRS) i el *Sloan Deep Sky Survey* (SDSS) permeten conèixer l'estructura de l'univers a partir de les galàxies observades a diferents distàncies:

Per altra banda, mitjançant simulacions numèriques i el model de matèria fosca freda (Λ CDM) s'ha aconseguit reproduir l'estructura observada de l'univers:

2.9 Origen

Totes les galàxies van iniciar la seva formació fa 13.000 milions d'anys. Existeixen principalment dos models que expliquen la seva formació:

- Model *top-down*: Les galàxies es van formar a partir de la fragmentació de grans núvols de matèria.

- A partir de núvols fragmentats de rotació lenta es van formar galàxies el·líptiques a on la majoria de les estrelles van néixer abans de que el núvol es pogués aplanar per crear un disc.
- En canvi, a les galàxies espirals el núvol de gas presentava una rotació elevada i la formació del disc va ser possible.

- Model *bottom-up* (p.ex. Λ CDM): La fusió de concentracions relativament petites de matèria van donar lloc a les galàxies.

- Aquestes concentracions de gas van iniciar el seu col·lapse quan l'univers era molt jove i van créixer per fusió o acreció.
- Aquest model prediu dos fets que encaixen amb les observacions:
 - * Existeixen més galàxies petites que grans.
 - * Els cúmuls de galàxies i els supercluster estan encara en procés de formació

La col·lisió i fusió de galàxies també té un rol important en l'evolució d'aquestes. Quan dos galàxies col·lisionen, les estrelles es veuen afectades gravitatòriament però no es produeix cap xoc estel·lar degut a l'ampli espai existent. En canvi, el gas que col·lisiona es veu pertorbat i s'inicia la formació massiva d'estrelles.

3 Formació de l'estructura còsmica

La cosmologia prové un marc teòric per a establir les condicions inicials per l'estudi de la formació i evolució de l'estructura de l'univers. En aquest sentit, el model de la matèria freda (Λ CDM) ha permès integrar diferents components:

1. El model cosmològic estàndard basat en el Big Bang i la inflació
2. El model estàndard de partícules (física quàntica)
3. Models astrofísics (p.ex. *clustering* jeràrquic)
4. Fenòmens com la radiació còsmica de fons, la matèria fosca, l'energia fosca, la geometria plana i les propietats de les galàxies.

3.1 Fluctuacions

3.1.1 Origen

Des de l'inici de l'univers (Big Bang) i fins el segon 10^{-43} es denomina època de Planck, a partir de llavors es pot aplicar la física que coneixem per intentar entendre

Paràmetre	Valor
Densitat total	$\Omega = 1$
Densitat d'energia fosca	$\Omega_\Lambda = 0.74$
Densitat de matèria fosca	$\Omega_{DM} = 0.216$
Densitat de matèria bariònica	$\Omega_B = 0.044$
Constant de Hubble	$h = 0.71$
Edat de l'univers	$13.8 Gyr$
Espectre de potència norm.	$\sigma_8 = 0.75$
Índex de l'espectre de potència	$n_s(0.002) = 0.94$

Taula 3: Paràmetres del model Λ CDM

l'evolució de l'univers. Des del segon 10^{-43} fins el 10^{-36} és denomina l'època de la Gran Unificació, l'univers tenia una temperatura de $T \gtrsim 10^{27} K$ i la matèria es trobava en un estat de vuit quàntic. Aquest està caracteritzat per canvis temporals en la quantitat d'energia en un punt a l'espai deguts al principi d'incertesa de Heisenberg³. Aquestes fluctuacions quàntiques tenen lloc per parelles de partícula - antipartícula virtuals d'energia (ΔE) que són creades amb un temps de vida molt petit (Δt).

Les fluctuacions quàntiques esdevindran inhomogeneïtats a la densitat de l'univers degut al període inflacionari (des del segon 10^{-36} fins 10^{-32}). Aquesta època es pot modelar considerant un univers de Sitter a on la geometria és plana i la constant cosmològica domina la dinàmica ($\Omega = \Omega_\Lambda = 1$), per aquest cas la longitud de qualsevol fluctuació creix exponencialment:

$$\lambda_p \propto e^{Ht} \quad (9)$$

a on λ és la longitud d'una fluctuació, $H \equiv \frac{\dot{a}}{a}$ el paràmetre de Hubble (ritme d'expansió, constant per aquest model) i t el temps. Per altra banda, el radi de l'horitzó que està casualment connectat (també conegut com radi de Hubble L_H) és constant i ve determinat per $\frac{c}{H} \equiv \text{const}$, en conseqüència les fluctuacions es faran més grans que l'horitzó.

Un cop acabada l'època de la inflació, el radi de l'horitzó creixerà proporcionalment a la velocitat de la llum i el temps $L_H \propto c \cdot t$ i en algun moment, la pertorbació tornarà a estar casualment connectada i es convertirà en una veritable pertorbació de densitat.

3.1.2 Evolució gravitacional

Les fluctuacions estan caracteritzades pel contrast de densitat:

$$\delta \equiv \frac{\delta\rho}{\bar{\rho}} = \frac{\rho - \bar{\rho}}{\bar{\rho}} \quad (10)$$

a on ρ és la densitat de la pertorbació i $\bar{\rho}$ la densitat mitja de l'univers.

El creixement de les pertorbacions es dona en 2 fases:

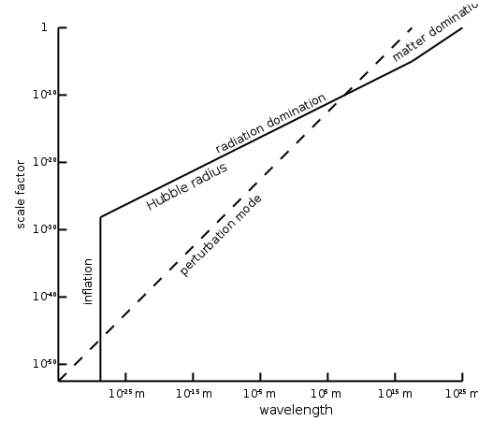


Figura 15: Creixement de la longitud de la pertorbació i radi de Hubble.

1. Règim lineal $\delta \ll 1$: la pertorbació creix proporcionalment amb l'expansió de l'univers $\lambda_p = a(t) \lambda_0$, considerant $a(t_0) = 1$ a on t_0 és el moment actual. A la majoria d'escala, les pertorbacions són lineals fins l'època de la recombinació quan l'univers tenia 379.000 anys.
2. Règim no lineal $\delta \rightarrow 1$: la pertorbació es separa de l'expansió, col·lapsa i virialitza (es converteix en una estructura auto-gravitant).

Per les pertorbacions que tenen una dimensió superior al radi de l'horitzó, no importa el material del que estan fets donat que no són possibles els processos microfísics. El creixement d'aquestes vindrà determinat pel component dominant a l'expansió de l'univers (veure taula 4).

Per altra banda, les pertorbacions que ja estan casualment connectades es veuen afectades per processos microfísics (pressió, viscositat, transport radiatiu, etc.) i per tant es poden considerar una pertorbació de densitat real. En aquests casos, existeix una longitud crítica

$\lambda_J = c_s \left(\frac{\pi}{G\rho} \right)^{\frac{1}{2}}$ a partir de la qual la gravetat guanya a la pressió de la matèria:

- $\lambda_p > \lambda_J$: El contrast de densitat creix exponencialment amb el temps i s'ha de tractar la seva evolució com la d'un fluid perfecte sense pressió.
- $\lambda_p < \lambda_J$: La densitat de la pertorbació es veu esmorteïda per l'expansió de l'univers i la fa oscil·lar com ones acústiques. La seva evolució es pot modelar com un fluid perfecte amb pressió (les equacions resultants a l'espai de Fourier coincideixen amb la d'un oscil·lador harmònic)

3. El Principi d'incertesa d'Heisenberg explica que no es pot saber, al mateix temps i amb total precisió, el valor de certs observables com per exemple la posició i el moment d'una partícula o l'energia i el temps $\Delta E \Delta t \approx \frac{\hbar}{2\pi}$.

Component dominant	Edat inici	Edat final	Longitud	Contrast de densitat	Expansió	Pressió	Densitat	
Energia del buit	10^{-36}seg	10^{-32}seg	$\lambda_p = a(t) \lambda_0$	$\delta \propto a(t)^{-2}$	$a(t) \propto e^{Ht}$	$P = -\rho$	$\rho = \rho_\Lambda$	$\rho_r \propto a(t)^{-4}$
Radiació	10^{-32}	70.000 anys		$\delta \propto a(t)^2$	$a(t) \propto t^{1/2}$	$P = \frac{1}{3}\rho$	$\rho = \rho_r$	$\rho_m \propto a(t)^{-3}$
Matèria	70.000 anys	5 Gyr		$\delta \propto a(t)$	$a(t) \propto t^{2/3}$	$P = 0$	$\rho = \rho_m$	$\rho_\Lambda \propto 1$
Energia fosca	5 Gyr	(actualitat)		$\delta \propto a(t)^{-2}$	$a(t) \propto e^{Ht}$	$P = -\rho$	$\rho \approx \rho_\Lambda$	

Taula 4: Ritmes d'expansió de l'univers i de creixement de les pertorbacions.

El procés evolutiu és relativament lent, les èpoques típiques de formació de galàxies estan a *redshifts* $z \sim 1-5$ (edats $\sim 1.2-6\text{Gyr}$) i la formació de cúmuls de galàxies no té lloc fins $z < 1$ (edat de l'univers superior als 6Gyr).

3.1.3 Matèria

La matèria bariònica en pertorbacions a on la longitud és $\lambda_p < \lambda_J$, mitjançant interacció electromagnètica (radiació) fa desaparèixer la pròpia pertorbació. Això implica la desaparició de totes les pertorbacions inferiors a una massa M_S fins al temps de la recombinació ($t_{rec} = 379.000$ anys) i degut a que s'ha estimat que $M_s \approx 10^{13} - 10^{14} M_\odot h^{-1}$, no es podrien haver format les galàxies que observem actualment a partir de pertorbacions de matèria bariònica.

Per altra banda, la matèria fosca és acoll-lisional i no interacciona electromagnèticament. Una pertorbació de matèria fosca només desapareix si les partícules són relativistes, donat que podrien propagar-se lliurement cap a regions menys denses. Com més massiva és la partícula de matèria fosca, més aviat es torna no relativista:

- Matèria fosca freda (CDM, *Cold Dark Matter*): deixa de ser relativista molt aviat
- Matèria fosca tèbia (WDM, *Warm Dark Matter*): deixa de ser relativista aviat
- Matèria fosca calent (HDM, *Hot Dark Matter*): deixa de ser relativista tard

La única partícula no bariònica confirmada experimental són els neutrins lleugers i pertanyen al tipus HDM. No obstant, les pertorbacions que poden donar lloc a les galàxies actuals només poden ser les compostes per matèria fosca freda (la resta desapareixen abans perquè triguen més en fer-se no relativistes). En aquest sentit, les galàxies es formarien al centre d'estructures col·lapsades de matèria fosca freda anomenades halos, a on el gas bariònic seria atrapat pel potencial gravitacional.

3.1.4 Radiació còsmica de fons

L'evolució de les pertorbacions és lineal a la majoria d'escala fins l'època de la recombinació (edat de l'univers: 379.000 anys), a on es va desacoblar la matèria

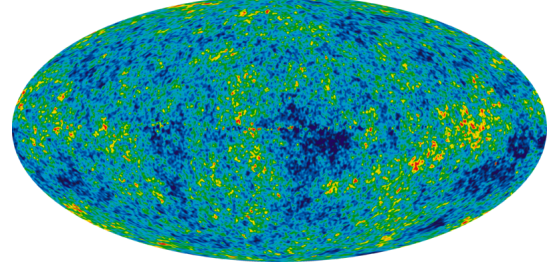


Figura 16: Radiació còsmica de fons (CMB) per WMAP (2010).

de la radiació i els fotons van començar a viatjar lliurement per l'espai. La radiació residual isòtropa procedent d'aquell període és el que es coneix com la radiació còsmica de fons (CMB, Cosmic microwave background radiation).

Per validar les teories sobre l'evolució de les pertorbacions en règim lineal, s'intenta reproduir mitjançant models (p.ex. CAMB⁴) les propietats físiques i estadístiques de la CMB mesurada actualment, així com les petites anisotropies que presenta. L'estudi estadístic es realitza a l'espai de Fourier, utilitzant l'espectre de potència $P(k) \equiv |\delta_k|^2$ com a mesura de l'amplitud de la fluctuació a una escala k (quanta diferència és observada en funció de com de lluny es troben les regions). L'espectre de potència a la època de la recombinació s'expressa com:

$$P_{rec}(k) = Ak^{n_i} \times \left(\frac{D(t_{rec})}{D(t_i)} \right)^2 \times T^2(k) \quad (11)$$

a on el primer terme és l'espectre de potència inicial $P_i(k)$, el segon fa referència al creixement de l'amplitud durant el regim lineal i el tercer és la funció de transferència. Aquesta última contempla la desaparició de pertorbacions formades per barions, HDM i WDM, així com la congelació de les pertorbacions de matèria freda dintre de l'horitzó a l'època dominada per la radiació. La seva representació conté diversos pics decreixents en amplitud deguts a la dispersió Doppler produïda pels efectes de les oscil·lacions acústiques (el primer dels pics depèn fortament en Ω).

L'estudi de la radiació còsmica de fons ha permès:

- Validar les prediccions del model ΛCDM sobre l'evolució de les pertorbacions al règim lineal.

4. <http://camb.info/>

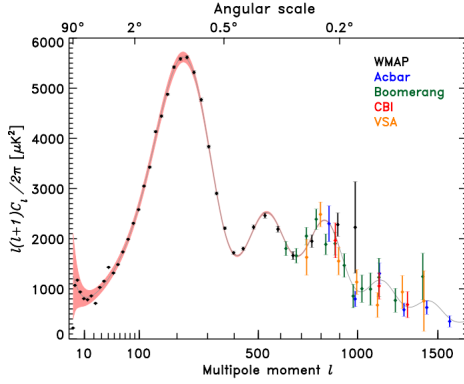


Figura 17: Espectre de potència de la temperatura de les anisotropies de la CMB en termes d'escala angular (o moment multipol). Dades de WMAP (2006), Acbar (2004) Boomerang (2005), CBI (2004) i VSA (2004). Línia continua generada pel model teòric i l'aplicació CAMB.

- La determinació de la geometria de l'univers (pla), la fracció de barions Ω_B i l'índex de l'espectre de potència primordial.
- Determinació de l'època de reionització de l'univers per les primeres estrelles (Població III) a partir de l'anàlisi de mapes de polarització.
- Mesura de l'amplitud (normalització) de la fluctuació primordial de l'espectre de potència, d'utilitat per entendre l'evolució en règim no lineal.

3.2 Estructura de matèria fosca freda

Tal i com s'indica a la secció 3.1, els primers elements en col·lapsar són pertorbacions de matèria fosca freda que acaben formant halos gravitacionalment lligats. Per aquest procés es pot aplicar el model analític de col·lapse esfèric, que després serà utilitzat pel formalisme Press-Schechter per tal d'extreure característiques estadístiques dels halos formats i la seva història.

3.2.1 Col·lapse esfèric

El col·lapse esfèric permet fer una descripció analítica a on s'assumeix:

- Univers simètricament esfèric al voltant d'un punt.
- El contingut de l'univers es pot tractar com un fluid perfecte sense fricció o viscositat ni pressió.
- Velocitats peculiars inicials nul·les.
- Perfil de densitat de la pertorbació monòtonament decreixent amb el radi per tal d'evitar l'encreuament de capes (shell crossing), situació a la qual l'energia no es conservaria.

Abans de col·lapsar, una pertorbació haurà crescut exponencialment ($\lambda_p > \lambda_J$) o mitjançant moviment oscil·latori harmònic ($\lambda_p < \lambda_J$) en funció de la seva longitud. Al moment de màxima expansió (*turn-around*), la velocitat de la capa és nul·la i s'iniciarà el col·lapse.

El temps de col·lapse serà de dos vegades el temps d'aquesta expansió, el qual depèn només de la densitat interna de la pertorbació. Com més alt sigui el perfil de densitat, l'evolució serà més ràpida.

El col·lapse esfèric es trenca quan es creuen les capes, llavors el sistema es relaxa violentament degut als canvis al potencial gravitatori i assoleix un estat d'equilibri que compleix el teorema del virial, donant lloc a la formació de l'halo. El radi de l'halo és la meitat que el radi d'expansió màxima.

Si bé és un mètode que permet un anàlisi analític, presenta un seguit de desavantatges significatius:

- El model només pot ser aplicat a una pertorbació que finalment acabi col·lapsant.
- Petites desviacions de la simetria esfèrica s'amplifiquen al iniciar el col·lapse.
- No explica el col·lapse de proto-galàxies o proto-cúmul.

Donat que el règim no lineal és altament complex, l'estudi detallat de forma analítica presenta moltes dificultats i es requereix l'ús de simulacions numèriques (*N-Body*) per tal de poder donar resposta a tots els aspectes d'aquest problema.

3.2.2 Formalisme Press-Schechter

El formalisme de Press i Schechter (PS) és un model matemàtic que permet predir el nombre de galàxies/cúmul de galàxies d'una massa determinada en un volum donat de l'Univers. Es basa en l'extrapolació lineal de l'evolució de pertorbacions de densitat segons el model de col·lapse esfèric, al superar el contrast de densitat crític δ_c , i estableix una relació $f(M, t)$ entre:

- La fracció de massa d'halos amb masses superiors a M
- La fracció de volum a la qual les fluctuacions inicials de densitat es troben per sobre un determinat llindar $\delta > \delta_c$.

Obtenint així una fórmula per a la funció de massa (distribució de les masses) d'halos de matèria fosca:

$$N(M, t) \cdot dM = \frac{\rho_0}{M} \cdot f(M, t) \cdot dM \quad (12)$$

La funció de masses proporciona uns resultats que s'ajusten significativament a les funcions de masses obtingudes per simulacions *N-Body*. Com a contrapunt, els halos desapareixen empassats per halos que han col·lapsat

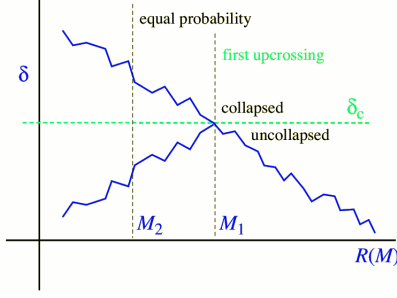


Figura 18: Funció condicional de masses del formalisme EPS: donat un halo de massa M_1 a z_1 , quina probabilitat hi ha de que formes part d'un halo de massa M_2 a z_2 .

prèviament (problema *cloud-in-cloud*) i no es pot obtenir l'història evolutiva.

3.2.3 Formalisme Extended Press-Schechter

Els *excursion sets* estan compostats per *excursion regions* caracteritzades per tenir una densitat per sobre d'un llindar determinat δ_c després d'haver sigut suavitzades a una escala R .

Una regió que es troba per sota del llindar de densitat en una escala, pot estar per sobre en una escala superior. El mètode *Extended Press-Schechter* (EPS) utilitza els *excursion sets* i *random walks* per determinar trajectòries que definiran l'evolució dels halos.

EPS proporciona la funció condicional de masses (p.ex. donat un halo de massa M_1 a z_1 , quina probabilitat hi ha de que formes part d'un halo de massa M_2 a z_2) que permet determinar la historia/ritmes de les fusions dels halos.

Cal destacar que EPS només té en compte fusions i no acrecions (captura d'halos petits que no afecten a l'estructura).

3.2.4 Halos

Les primeres estructures que es formen són les més petites, aquestes participen en un procés denominat agrupament jeràrquic (*hierarchical clustering*, model *bottom-up*) per donar lloc a estructures més grans. Per tant, a *redshifts* z més petits els objectes col·lapsats són més massius (els més petits desapareixen formant part dels de tamany superior).

Funció de masses La funció de masses d'halos CDM $n(M, z)$ obtinguda amb simulacions *N-Body* és consistent amb la postulada pel formalisme Press-Schechter. Aquesta és descrita per una llei de potències a baixa massa i una exponencial per la resta.

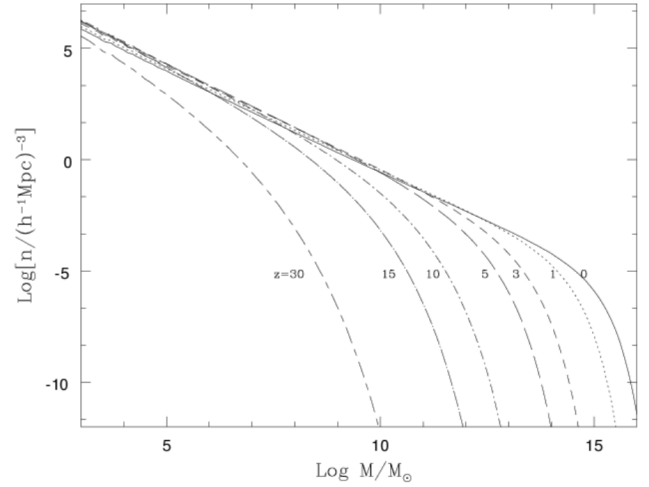


Figura 19: Funció de masses d'halos CDM a diferents *redshifts* (z)

Subhalos Les simulacions *N-Body* prediuen que dintre dels halos virialitzats de gran escala, existeixen subhalos que han sobreviscut al col·lapse dels halos de nivell superior. La distribució d'aquest subhalos concorda amb la distribució de galàxies observada als cúmuls, no obstant a més petita escala (p.ex. galàxies satèl·lit de petit tamany) el nombre de subhalos predit per les simulacions és un o dos ordres de magnitud superior al que s'observa.

Perfils de densitat El perfil de densitat de Navarro-Frenk-White (NFW) representa la distribució espacial de la matèria fosca i va ser obtingut a partir de simulacions numèriques. No obstant, existeixen lleugeres discrepàncies observacionals: la distribució de matèria fosca a galàxies nanes presenta una densitat constant al nucli mentre que les simulacions denoten nuclis amb densitat creixent.

Relació massa velocitat La massa és proporcional a la velocitat al cub, $M \propto V_c^3$. Les simulacions numèriques *N-Body* proporcionen uns resultats ($M \approx 5.2 \times 10^4 \left(\frac{V_m}{\text{km} \cdot \text{s}^{-1}}\right)^{3.2} M_\odot h^{-1}$) similars a la relació Tully-Fischer si es considera que $L_{IR} \propto M$ (la lluminositat a l'infraroig és la que millor representarà la massa de la galàxia, donat que pateix menys extinció).

Història de l'agregació de massa Les estructures còsmiques es formen per un procés d'acreció constant de massa i fusions determinats per la MAH (*mass aggregation history*). Aquesta pot ser calculada semianalíticament amb el formalisme EPS. Cal destacar que observacionalment no seria possible derivar l'història a partir de l'estructura interna d'un halo, donat que els efectes d'aquesta queden esborrats cada cop que el sistema assoleix la virialització.

Moment angular Els mecanismes pels quals un halo pot obtenir moment angular són per forces de mareas (*tidal torques*) d'altres halos de l'entorn i per la transferència de moment orbital a intern quan es produeix una fusió d'halos col·lapsats.

3.2.5 Candidats a matèria fosca

El model Λ CDM requereix l'existència de matèria fosca freda no bariònica que encara no ha pogut ser observada. De les alternatives teòriques disponibles, el model més popular correspon a l'extensió supersimètrica al model estàndard de partícules (SUSY). En aquest marc, la partícula candidata correspondria al neutralino (massiu i d'interacció dèbil, WIMP).

La confirmació d'algunes de les partícules candidates a matèria fosca freda podria tenir lloc mitjançant dos tècniques diferents:

- **Detecció directa:** Amb aquest mètode s'ha aconseguit detectar els neutrins (matèria fosca calent) i millorant la precisió, podria ser un bon mecanisme per a la detecció d'altres partícules. El sistema es basa en les interaccions amb els nuclis atòmics que tenen lloc de forma molt esporàdica degut a la naturalesa no interactiva de la matèria fosca.
- **Detecció indirecta:** Quan una partícula es troba amb la seva anti-partícula es produeix una anihilació que podria ser mesurada. Amb aquest objectiu s'intenten observar zones a on hi hagi més probabilitats de que aquest esdeveniment tingui lloc com, per exemple, el sol, l'halo galàctic o al voltant dels forats negres.

Apart de la matèria fosca freda no bariònica proposada pel model Λ CDM, existeixen altres alternatives com l'ús de dimensions extres o dinàmiques newtonianes modificades que avui en dia encara resulten més difícils de provar experimentalment.

4 Formació de galàxies

Després del temps de recombinació a on la matèria es desacopla de la radiació, els barions comencen a caure als halos i s'escalfen per compressió adiabàtica i xocs al assolir la temperatura virial dels halos. Cal destacar que a cada z , els halos capaços d'atrapar gas són aquells més massius.

Un cop al halo, els barions comencen a perdre pressió i a caure cap al centre, refredant-se per radiació. El refredament augmenta a mesura que es contrau el gas, accelerant la caiguda cap a les zones de major densitat. Finalment, incrementa la seva densitat i la velocitat rotacional, per la conservació del moment angular, fins que s'estableix al disc rotacional.

Com a conseqüència del moment angular guanyat per les forces de marea (*tidal torques*) i les fusions, el perfil de densitat de la matèria bariònica als discs formats dintre d'halos CDM es gairebé exponencial, coincidint amb les observacions. Per altra banda, les corbes de rotació també són consistents.

Formació estel·lar La formació d'estrelles pot ser estudiat pels processos en els quals el gas fred de núvols moleculars col·lapsen (petita escala) i per les inestabilitats que inicien processos de formació massiva (gran escala). Aquests processos es consideren auto-regulats per un balanç entre la injecció d'energia (p.ex. supernoves) i la dissipació (p.ex. turbulències). Existeixen principalment dos aproximacions:

1. **Retroalimentació-refredament de l'halo:** el gas es escalfat per la galàxia i retornat al medi intrahalo, a on es refredarà i caurà de nou a la galàxia. El medi interestel·lar és ignorat i s'assumeix que la injecció d'energia per supernoves és prou eficient com per escalfar el gas fins a la temperatura de l'halo. Aquesta aproximació es habitualment utilitzada per models semi-analítics. L'inconvenient d'aquest mètode és que prediu rajos X molt més calents dels observats al voltant de les galàxies amb disc.
2. **Medi interestel·lar (ISM) turbulent al disc:** S'assumeix que la formació d'estrelles és iniciat per inestabilitat gravitatòries i auto-regulades per un balanç entre injeccions d'energia (principalment supernoves) i dissipació del medi interestel·lar turbulent de forma perpendicular al pla del disc. El rati de formació estel·lar (SFR) predit per aquest mètode es consistent amb les observacions.

L'evolució dels discs dependrà de les pertorbacions de fusions menors i les interaccions amb altres galàxies. Fins i tot poden existir inestabilitats intrínseques que poden portar a canvis a l'estructura, dinàmica i SFR.

Esferoides La formació d'esferoides al model Λ CDM té lloc com a conseqüència de fusions de discos en diferent moments:

- **Fusions a alts *redshifts*:** Els discs es troben principalment en estat gasos, el procés de fusió entre dos discos produeix la formació massiva d'estrelles.
- **Fusions a baixos *redshifts*:** Les galàxies ja disposen d'una gran fracció d'estrelles i l'esferoide es forma per col·lisió sense dissipació.

Un esferoide format a *redshifts* alts (p.ex. $z \gtrsim 3$) tindria temps de fer créixer un nou disc al seu voltant. No obstant, es postula la possibilitat que el gas bariònic que es refreda i cau al centre pot servir per fer créixer un

forat negre supermassiu que tornaria a ejectar material en forma de jets al medi intra-halo, afectant al procés de refredament del gas i evitant la formació d'un nou disc.

Primeres estrelles La matèria bariònica acumulada als centres dels halos de matèria fosca es troba a centenars de graus i el refredament de gas atòmic primordial (lliure de metalls) és molt ineficient per sota dels $10^4 K$. No obstant, la presència de molècules H_2 en petites quantitats pot facilitar enormement el procés, permetent la virialització i formació d'estrelles a partir de $z \simeq 30 - 20$.

Encara que no han pogut ser observades encara, es postula que les primeres estrelles formades (població III) tenen metal·licitat zero i és consideren les fonts principals que van reionitzar el medi mitjançant l'expansió de regions HII cosmològiques ($6 < z < 11$).

Per altra banda, la seva evolució enriqueix el medi de metalls, generaran forats negres i vents de supernova que tornaran a expulsar gas cap al medi intra-halo. Cal destacar que el gas enriquit ha de viatjar distàncies més curtes entre els halos veïns en aquella època, per tant és més fàcil realitzar una distribució uniforme al medi inter-galàctic.

Els nuclis actius de galàxies (AGN) com els quàsars també podrien arribar a reionitzar el medi a partir dels intensos jets que es produeixen quan acreten material. No obstant, es considera que no existien en un nombre suficient com per ser els únics responsables de la reionització.

5 Conclusions

Dintre del marc del model cosmològic estàndard, Λ CDM proporciona una explicació a la formació i evolució de l'estructura còsmica. Mitjançant aquest model s'han pogut reproduir moltes de les observacions, no obstant encara romanen diverses discrepàncies, així com aspectes que encara són necessaris millorar o demostrar experimentalment. A continuació es presenta alguns d'aquests:

- No s'ha observat cap partícula que pugui ser classificada com matèria fosca freda.
- L'energia fosca, tot i no tenir un paper significatiu a l'evolució de les pertorbacions, juga un rol crucial a la definició de l'escala de temps còsmic i el ritme d'expansió. Si bé la interpretació més simple de l'energia fosca és l'aplicació de la constant cosmològica ($\omega = -1$ i $\rho_\Lambda = \text{constant}$), podria no ser la més precisa.
- La inflació és essencial per a la generació de les fluctuacions primordials i les seves prediccions són consistents amb les observacions. No obstant, seria desitjable tenir més proves directes d'aquesta.

- S'observa que el perfil de densitat al centre dels halos és pla, mentre que el model Λ CDM prediu un perfil creixent.
- El model prediu una existència de subhalos (galàxies satèl·lit) superior a l'observat. No obstant, aquest aspecte pot ser solucionat per la inhibició de formació de galàxies degut a la radiació produïda per la reionització i efectes de retroalimentació.
- La formació de galàxies el·líptiques massives pot tenir lloc al model Λ CDM si els esfèroides són produïts per fusió de discs gasosos i el gas fred es transformat ràpidament en estrelles durant les fusions. Cal demostrar ambdues condicions.
- Segons el model, amb el temps es podria crear de nou un disc al voltant de les galàxies el·líptiques formades per fusió i aquest fet no coincideix amb les observacions. En aquest sentit, un procés guiat per un forat negre central acretant material i retornant part al medi podria inhibir la formació del disc, no obstant serà necessari validar aquesta teoria.
- La formació de bulbs per fusió produeix discs més blaus dels que s'observen.
- Els models de formació estel·lar utilitzats representen grans simplificacions d'un fenomen complex, a on una teoria fonamental és necessària.
- Aproximadament el 9% dels barions es troben a estructures virialitzades i el model Λ CDM mitjançant simulacions *N-Body* prediu que existeix un 50% als halos. No obstant, manca aproximadament un 40% dels barions que no es sap si no han sigut mai atrapats per un halo o han sigut expulsats per mecanismes de retroalimentació.

Referències

- [1] V. Avila-Reese. Understanding Galaxy Formation and Evolution. *ArXiv Astrophysics e-prints*, May 2006.
- [2] G. Bruzual and S. Charlot. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. *mnras*, 344:1000–1028, October 2003.
- [3] M. López-Corredoira. *Observational Cosmology: caveats and open questions in the standard model*, pages 561–589. 2003.
- [4] A. L. Maroto and J. Ramirez. A Conceptual Tour About the Standard Cosmological Model. *ArXiv Astrophysics e-prints*, September 2004.
- [5] Nick Strobel. *Astronomy Notes (2010 Edition)*. Number ISBN 0077471423. McGraw-Hill, 2010.