

Chaire Galaxies et Cosmologie

Histoire de la matière noire



Françoise Combes



Laboratoire d'Étude du Rayonnement et de la Matière en Astrophysique

Les grandes lignes

→La matière noire forme les halos pendant que les baryons dansent avec les photons

→ Le composant le plus hiérarchique: formation en deux phases, accrétion de masse rapide, puis lente Spectre de masse, jusqu'à des masses terrestres

➔Influence des baryons: cuspides, concentration, forme à 3 dimensions

➔ Amas de galaxies, et halos massifs, connection avec les galaxies







La matière noire domine pour 30 kyr < t <10Gyr

$$H(t)^{2} = \left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^{2} = \frac{8\pi G}{3}\rho$$

Avec Ω compté à t=0 (a=1)

$$\frac{H(t)}{H_0} = \left[\frac{\Omega_m}{a^3} + \Omega_\Lambda + \frac{\Omega_r}{a^4}\right]^{1/2}$$

Aujourd'hui, l'énergie noire domine, et dans le futur \rightarrow H(t)= constante, $a(t) \propto exp(Ht)$

Période radiative $\mathbf{a}(\mathbf{t}) \propto \mathbf{t}^{1/2}$ Matière $\mathbf{a}(\mathbf{t}) \propto \mathbf{t}^{2/3}$



La matière noire forme les halos

La matière noire (CDM) commence à s'effondrer à la fin de la période radiative

Les fluctuations croissent pendant que les photons et les baryons sont en équilibre de pression (ondes acoustiques)



Evolution relative DM, baryons photons, v



From Eisenstein & CMBFAST





Spectre initial $P(k) \propto k$



Les petites échelles sont empêchées par le rayonnement

Effondrement non-linéaire



Densité des structures une fois virialisées $\rho = \Delta vir \rho_{univ}$

 $\Delta vir = 180$ pour un univers Einstein-de-Sitter $\Delta vir = 340$ pour ΛCDM





Millenium-II

Matière noire seule



Simulation cosmologique

Profil de matière noire NFW

Les résultats des simulations ∧CDM montrent une loi de densité universelle pour les halos de matière noire →Profils NFW (Navarro, Frenk & White 1997)

Deux lois de puissance $\rho \sim r^{-1}$ au centre, puis $\rho \sim r^{-3}$ au bord

Les halos de **petite masse sont plus denses au centre** Ceci est dû à leur formation plus tôt dans l'univers

La densité moyenne d'un halo est proportionnelle à la densité moyenne de l'univers à sa formation

 $\rho_{\rm NFW}(r) = \frac{\rho_s}{\left(r/R_s\right)\left(1 + r/R_s\right)^2}$



Profil universel des structures de matière noire



P(k) ~**k**ⁿ

2 paramètres M_{vir} Concentration $c = r_{vir}/r_s$

$$\frac{\rho(r)}{\rho_{\rm crit}} = \frac{\delta_c}{(r/r_s)(1 + r/r_s)^2}$$

Comparaison halos légers et massifs: naines, galaxies, amas

Les petits halos se forment plus tôt (plus denses)

Navarro et al (1997, 2004)

Vitesse de rotation du halo universel



 $\rho(r) \propto 1/r$, puis $1/r^3$

$$V_c(r) = V_{vir} \sqrt{\frac{f(cx)}{xf(c)}}$$
$$f(x) = \ln(1+x) + \frac{x}{1+x}$$

 V_c = vitesse circulaire

A combiner avec les baryons, dominant au centre

 $R_{max} = 2.163 r_s$ c=10, $V_{max} = 1.2 V_{vir}$



Approche semi-analytique

Arbre de fusion, calculé sur une simulation Cosmologique:

A partir d'un halo à z=0, recherche de tous les progéniteurs, et calcul de la concentration c=Rvir/Rs

Les petits halos se forment les premiers et sont plus denses $\rho s \propto \rho_{univ} \propto (1+z)^3$

 \rightarrow cvir \propto (1+zf)

Mais il existe une dispersion dans les masses qui se forment à un redshift donné



Wechsler et al 2002

Croissance des halos



Lorsque la croissance sature, quand dlogM/dloga < S

L'époque de formation est $af = \alpha/S$

→ cvir = c0/af = c0 (1+zf), c0 concentration des halos formant aujourd'hui c0 = 4

 $M(a) = M_0 \exp(-\alpha z)$

Plus le halo est massif, plus il accrète des sous-halos, qui décroissent cvir



Wechsler et al 2002

Concentration versus époque de formation ac et d'observation z



Taux d'accrétion de masse et Histoire de l'accrétion

A quel taux les halos accrètent de la masse? Evolution dans le temps?

La densité centrale d'un halo croît vite lorsque l'accrétion de masse est forte Dans une **deuxième étape**, le taux d'accrétion diminue, et ce flux de masse ne fait que faire croître Rvir sans accroître la masse au centre, la concentration baisse

Finalement la concentration est optimum pour ce redshift de transition

Pour les halos de formation tardive, tout le processus est ralenti, La concentration c est plus faible



Influence des modèles, des conditions initiales



Modèles indépendants d'echelle SF Scale-Free (loi de puissance) $\Omega m=1.0$ $\Omega \Lambda=0$

Le taux d'accrétion dépend de la puissance n des fluctuations initiales de densité Spectre de puissance n=1, 0, -1, -2 $P(k) \propto k^n$

Le taux d'accrétion dépend de la masse m du halo (ou amplitude de fluctuation)

Zhao et al 2010

Modèles LCDM ou OCDM



Le taux d'accrétion dépend de la cosmologie, qui quantifie les forces de gravité LCDM Ω m=0.3 $\Omega \Lambda$ = 0.7 SCDM Ω m=1.0 $\Omega \Lambda$ = 0 OCDM Ω m=0.3 $\Omega \Lambda$ = 0

Le taux d'accrétion dépend du redshift

Zhao et al 2010

Renormalisation



Différents taux d'accrétion renormalisés

 $\Omega m \Omega \Lambda P(k), M z \sigma \delta c$

Deux phases d'accrétion Rapide au début Lente à la fin Caractérisent tous les modèles

La densité décroit avec le temps et l'index croît → Ralentissement de la croissance des halos

Universalisation



La distribution radiale de masse (profil universel NFW) Est liée à l'évolution de l'accrétion

La concentration d'un halo est liée à la densité de l'univers quand le halo avait 4% de sa masse

Courbes= prédictions Points= simulations

Zhao et al 2010

Cuspide et masse des halos

Dans les simulations N-corps de matière noire seule

La pente de densité est plus forte pour les petites masses $\rho \propto r^{-1.5}$ A: m_{DM}=100GeV B: pas de limite





Les plus petites masses, celles limitées par le « free streaming » De l'ordre de 2 $10^{-6}~M_{\odot}$ (~Terre) ΛCDM

Halos très peu massifs et annihilation

Si la matière noire est granuleuse, distribuée en mini-halos de masse 2 10⁻⁶ M_☉
→ Plus d'annihilation (∝ n²)

Contrairement aux précédentes estimations, l'annihilation est dominée par le centre galactique



Carte de l'annihilation

Flux de gamma tel que vu du Soleil, 3 fois plus fort vers le centre



Simulation hydro avec toute la physique des baryons

Grand & White 2021

Simulations jusqu'à M_{Terre} (3 10⁻⁶ M_{\odot})

Grande région de 10^{19} M_{\odot} -- 30 ordres de grandeur -- DMO





Wang et al 2020

Concentration et Masse



Contribution à l'annihilation mieux répartie selon les masses

Forme universelle des halos sur 20 ordres de grandeur

Concentration = r_{200}/r_{-2} Profil Einasto

$$\rho(r) = \rho_{-2} \exp[-2\alpha^{-1}((r/r_{-2})^{\alpha} - 1)]$$

5-modèles en pointillés2 lignes solides: avec ou sans free-streaming cut-off

Wang et al 2020

Sous-structures des halos

fb: Fraction de masse qui reste liée gravitationnellement, après interaction avec le halo principal, la Voie lactée DASH GPU N-body Tree-code Le petit halo perd de la masse à chaque péricentre



Aguirre-Santaella et al 2023

Luminosités des halos

Luminosité est proportionnelle à la densité au carré → Pic à chaque péricentre Un grand nombre de sous-halos gardent une grande fraction de leur masse à $z=0 \rightarrow d$ étection boostée



Aguirre-Santaella et al 2023

Expériences de détection indirecte



J. Feng 2016

Les particules de matière noire s'annihilent pour former

- Photons
- Neutrinos
- Positrons
- Antiprotons



• Antideuterons

La densité relique nous indique une section efficace d'annihilation

 $\langle \sigma_{\rm A} v \rangle \sim 3 \ x \ 10^{-26} \ {\rm cm}^{3/{\rm s}}$

Photons Gamma: encore négatif

Fermi-LAT, HAWC, CTA Cerenkov Telescope Array

Fermi exclut des neutralinos de 100GeV

CTA pourra étendre vers les 10 TeV

Et au-delà, grâce aux Tel-4m





Prototype de 4m à l'Obs de Paris- Meudon



Détection indirecte par les positrons?





Trajectoire des positrons dans le champ magnétique terrestre



Détecteur AMS, sur l'ISS « Alpha Magnetic Spectrometer » Sur la station spatiale internationale

A' se forment dans le Soleil

Possible interaction entre particules noires



La matière noire fait partie d'un secteur noir, qui aurait ses propres particules et forces Par exemple une interaction de jauge U(1), appelée "electromagnétisme noir" avec un intermédiaire appelé **photon noir** (pourrait avoir une masse)

Mais il y aurait possible interaction entre notre boson A de U(1) (i.e. le photon) et le boson « noir » A_D de U(1)



Okun 1982, Holdom 1986

Age des halos: relaxés ou non



Une des principales caractéristiques des halos: âge dynamique

En dépend toute la morphologie des baryons et des galaxies

Simulations matière noire seule à z=0

Squelette pour toutes les structures, propriétés?

Taylor 2011

Forme à 3D des halos: DM only (DMO)



Pour des halos de matière noire seule,
→ Formes triaxiales plutôt prolate a > b, c

Encore plus aplatis que les galaxies elliptiques

Formes plutôt prolate, dûe aux fusions





Dubinski 1994

Forme à 3D des halos: avec baryons (MHD)

Dès que les baryons sont introduits → tombent au centre
Produit une concentration Leur rotation symétrise le plan équatorial
→ Forme oblate, plus ronde en général





Forme des halos: DMO et MHD

Triaxialité
$$T = \frac{a^2 - b^2}{a^2 - c^2}$$

L3 plus haute résolution que L4



Alignement des halos avec les disques



Les non alignements sont sources d'instabilité Gauchissements (warps)





Décentrement

Changement de moment angulaire tous les 7 Gyr

Prada et al 2019

Contraintes de la naine du Sgr



.L1 wrap

50

L2 wrap



GC

0

50

Amas globulaires et GAIA



GAIA: milliard d'étoiles, distances et aussi vitesses propres



RRLyrae, variables → distances

Price-Whelan et al 2019

Le courant de marée ORPHAN

Incompatible avec un potentiel statique



Vitesse perpendiculaire au courant de marée

➔ Des perturbateurs Massifs

En plus avec des oscillations du plan des instabilités



Koposov et al 2019

Distribution de masse noire dans les amas de galaxies

Lentilles gravitationnelles Equilibre hydrostatique du gaz X Vitesses des galaxies

La pente de la densité $\rho \propto r^{-\beta}$ est faible $\beta < 0.7$

Plus faible que les prédictions des simulations DMO β = 1-1.5

Et les baryons produisent une contraction adiabatique $\Rightarrow \beta = 1.5-2$





Modèle de halo triaxial

Newman et al 2011

Amas de galaxies: profils de matière noire

Exposant faible $\beta = 0.5$ Correspond plus à un cœur qu'une cuspide

Cœurs de 15-20kpc Feedback des galaxies Insuffisant

→ Soit cooling flow, AGN?
→ Soit nature de la matière noire, neutrinos stériles, axions



 ρ_s

Feedback exceptionnel dans les amas?

Flots de refroidissement (cooling flows) Prédit 1000 M_{\odot} , en fait 100 M_{\odot}





Entropie $K \propto T/n_e^{2/3}$

Accumule tous les feedbacks chauffage, dissipation, phénomènes non gravitationnels

Masse dans les groupes ~ $10^{14} M_{\odot}$

Groupes à z~0.4, avec une Elliptique au centre Lentilles gravitationnelles Cinématique des étoiles 0.2

0,0

-0.5

-1.0

-1.5

2.5

2.0

1,0

0.5

(Density slope within R_e)

Ytot

Galaxy

NFW only

- \rightarrow Exposant élevé $\beta = 1.3$ Conforme à NFW
- log $f_{*,{
 m Salp}}^{
 m 2D}$ (Stellar fraction) → Effet des baryons non universel



Newman et al 2015



Connection Halos-Galaxies

Comment déduire les propriétés de l'invisible à partir du visible?

Les galaxies massives et amas → différentes propriétés d'aggrégation que la moyenne des galaxies → biais

Plusieurs méthodes: simulations hydro, Semi-analytiques (SAM), ou empiriques, halo occupation distribution (HOD)

Centrals Satellites





Wechsler & Tinger 2018

Bhowmick et al 2018

Halo Abundance Matching



La formation des galaxies est très inefficace: 20% des baryons max pour Mh = 10^{12} M_{\odot}, Plus faible sinon

Méthodes:

Abundance matching (HAM) Halo occupation (HOD) Obs directe groupes et amas Universe machine

Behroozi et al 2018

Biais: amplitude d'aggrégation par rapport à la DM

Dépend de la masse, concentration , moment angulaire λ des halos 5% des halos de $10^8 M_{\odot}$ à la plus forte concentration 5% des halos à la plus faible concentration



90x90x30Mpc



 $Old = z_f 25\%$ plus haut Young= $z_f 25\%$ plus bas



Wechsler & Tinger 2018 Bett et al 2007

Masse d'étoiles versus masse du halo

En dessous de $10^{12}M_{\odot}$, relation $M_* \propto M_h^{-2.5}$ Au dessus, evolution plus lente $M_* \propto M_h^{-1/3}$

Dispersion $\sigma(M_h/M_*)$ monte, car M_* décroît fortement au-delà du pivot $M_*=2~10^{10}M_{\odot}$

SHMR Star-Halo mass relation Solid in bins of Mh Dash in bins of M_{*}



Wechsler & Tinger 2018

Nombre de galaxies satellites

La plupart des galaxies sont centrales La fraction de galaxies satellites varie beaucoup avec la masse de 30% à moins de 5% pour M grand





Dispersion des diverses méthodes



Dispersion des masses stellaires à une masse de halo donnée M_h

Solid: Semi-analytique (SAM) (bien supérieures) Surtout à grande M_h

Dash: Méthodes empiriques 4 simulations numériques (bien inférieures)

Wechsler & Tinger 2018

Efficacité de formation d'étoiles

Pendant toute l'histoire de l'Univers, les étoiles se forment essentiellement dans une tranche de halos de masse autour de $10^{12}M_{\odot}$

```
SFE définie ici comme
=SFR/MAR
MAR= Taux d'accrétion de
masse du halo
```



Behroozi et al 2013, 2018

Influence de l'environnement



Fq fraction de galaxies quenched en fonction de Δ densité de l'environnement dans 6 Mpc

Centrales ou satellites

Symboles: Obs SDSS Courbes: prédiction du modèle où le quenching est dû à Mh et non Δ

Wang et al 2018

Résumé

→La matière noire forme les halos bien avant la recombinaison et prépare le lit des galaxies

→ Composant le plus hiérarchique: les différents Modes d'assemblage: accrétion de masse, fusions Spectre de masse, jusqu'à des masses terrestres (détection?)

→Influence des baryons: contraction adiabatique cuspides, concentration, forme à 3 dimensions, feedback

→ Amas de galaxies, et groupes, cœurs ou cuspides
 Connection Galaxies-Halos, Abundance Matching (HAM)
 Moins de 20% des baryons dans les galaxies





BDM halo finding algorithm (Kravtsov et al. 2004)



