

Identificación de subestructura en simulaciones de materia oscura

Martín Alejandro Paredes Sosa

Una tesis presentada para obtener el título de

Maestría en Ciencias (Física)

bajo la dirección de Carlos Antonio Calcáneo Roldán



**"El saber de mis hijos
hará mi grandeza"**

División de Ciencias Exactas y Naturales

Departamento de Investigación en Física

Universidad de Sonora

Hermosillo, Sonora

Octubre de 2022

Dedicatoria

Identificación de subestructura en simulaciones de materia oscura

Martín Alejandro Paredes Sosa

Tesis presentada para el título de Maestría en Física

Octubre de 2022

Resumen

El modelo cosmológico actual asume que vivimos en un Universo “críticamente lleno”. Esto significa que la densidad del Universo es exactamente aquella necesaria para mantenerlo abierto y sin curvatura. La manera mas exitosa para estudiar la cosmología en los últimos 50 años han sido las simulaciones cosmológicas, las cuales apuntan a un Universo dominado por una componente no material con aproximadamente un tercio de su contenido constituido por materia oscura $\Omega_0 \approx \Omega_\lambda + \Omega_M \approx 0.7 + 0.3$. La distribución de la materia en estas simulaciones nos da un mecanismo para contrastar estos valores de densidad con la observada.

En este trabajo estudiamos la subestructura en simulaciones cosmológicas como posibles indicadores de los parámetros cosmológicos.

Declaración

Este escrito es resultado de un ejercicio de revisión, investigación, resolución y síntesis llevado a cabo en el grupo de Física Fundamental de la Universidad de Sonora. Aunque algunos aspectos del trabajo pudieran haber sido ya presentados en congresos o publicaciones independientes, ninguna parte de este trabajo, en su forma actual, ha sido presentada para la obtención de algún grado en otra institución o con fines no académicos. El trabajo, incluida la redacción del texto, es producto exclusivo de los esfuerzos del autor, excepto cuando se señale explícitamente en el texto alguna cita.

; 2022 por Martín Alejandro Paredes Sosa.

“Este documento se libera al público por su autor bajo una licencia *creative commons* Atribución-CompartirIgual 4.0 Internacional (CC BY-SA 4.0). Se puede reproducir en todo o en parte, redistribuir y adaptar por cualquier medio. Lo anterior está condicionado a que cualquiera de sus derivados deberán liberarse bajo las mismas condiciones y ha que se haga referencia al original (una versión completa de la licencia se puede encontrar en: <https://creativecommons.org/licenses/by-sa/4.0/deed.es>) ”

Agradecimientos

Índice general

Resumen	III
Declaración	IV
Agradecimientos	V
Introducción	1
1. Modelo Cosmológico	2
1.1. Materia y Energía en el Universo	2
1.2. Evidencia astrofísica de la Materia Oscura	5
1.3. Características de la Materia Oscura	6
2. Simulaciones Cosmológicas	9
2.1. Grandes Simulaciones	9
2.2. Simulaciones Cosmológicas	11
2.3. GADGET-4	11
3. Halos de Materia Oscura	13
3.1. Cosmología Plana $\Omega = 1$	13
3.1.1. Universo con cosmología $\Omega_\lambda = 0.691, \Omega_0 = 0.309$	13
3.1.2. Universo con cosmología $\Omega_\lambda = 0.691, \Omega_0 = 0.309$	20
Conclusiones	23
Bibliografía	24

Índice de figuras

3.1. Evolución del número de halos en un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	14
3.2. Distribución de masa en la evolución de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	15
3.3. Comparación de distribución de masa Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	15
3.4. Media y desviación estándar de la distribución de masa de un Uni- verso $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	16
3.5. Radio que contiene la mitad de la masa en la evolución de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	16
3.6. Distribución del Radio que contiene la mitad de la masa de un Uni- verso $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	17
3.7. Media y desviación estándar del radio de la mitad de la masa de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	17
3.8. Radio donde se alcanza la velocidad máxima radial en la evolución de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	18
3.9. Distribución del radio donde se alcanza la velocidad máxima radial de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	18
3.10. Media y desviación estándar del Radio donde se alcanza la velocidad máxima radial de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	19
3.11. Velocidad circular máxima en la evolución de un Universo $\Omega_\lambda =$ 0.691 , $\Omega_0 = 0.309$	19
3.12. Distribución de la velocidad circular máxima de un Universo $\Omega_\lambda =$ 0.691 , $\Omega_0 = 0.309$	20
3.13. Media y desviación estándar de la velocidad circular máxima de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	20

3.14. Dispersión de velocidades en la evolución de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	21
3.15. Distribución de la dispersión de velocidades de un Universo $\Omega_\lambda =$ 0.691 , $\Omega_0 = 0.309$	21
3.16. Media y desviación estándar de la dispersión de velocidades de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$	22
3.17. Mapa de densidad de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$ en en diferentes redshift	22

Índice de tablas

Introducción

Breaking News: LIGO just announce they found the gravitational wave,
February 11 2016 9:43 a.m. :)

Capítulo 1

Modelo Cosmológico

Existe una gran cantidad de evidencia de que el Universo tiene una componente no luminosa conocida como “*materia oscura*” y este material no es la materia bariónica habitual de la vida cotidiana (protones, electrones, neutrones, etc.) sino alguna partícula con propiedades desconocidas. Determinar la naturaleza de la materia oscura es uno de los mas importantes problemas sin resolver en la cosmología moderna.

Muchas escalas se han probado en la búsqueda de evidencia de materia oscura: desde la escala cosmológica o la escala global del Universo hasta la escala local de las galaxias. Recientemente, el segundo de estos métodos se encontró como el mas favorable debido a que es relativamente sencillo extraer información de la dinámica de sistemas cercanos. Experimentos en la escala cosmológica (e.g. WMAP [1], Misión Planck [2], o The Supernova Cosmology Project [3]) hacen posible medidas detalladas de muchos parámetros cosmológicos.

1.1. Materia y Energía en el Universo

La cantidad y composición de materia y energía en el Universo es de fundamental importancia en la cosmología. Por simplicidad, todas las formas de materia y energía se pueden escribir como la fracción de la densidad de energía crítica:

$$\Omega_o \equiv \frac{\rho_{tot}}{\rho_o} = \Omega_{rad} + \Omega_M + \Omega_\Lambda$$

donde los subíndices “o” denotan el valor de la época actual, $\rho_o = 3H_o^2/8\pi G \approx 1.88h^2\text{gcm}^{-3} \approx 278h^2\text{M}_\odot\text{kpc}^{-3}$ (en estas expresiones $H_o = 1000h\text{kms}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$ es la constante de Hubble y h es un numero en el rango de 0.5 a 1 - donde $h \sim 0.67$ es el valor mas aceptado actualmente [4]). En la presente discusión descompondremos la densidad de materia/energía en tres componentes: la fracción aportada por la radiación (o especies relativistas) Ω_{rad} , la componente de materia Ω_M y una contribución suave Ω_Λ . (No hay razón a priori para considerar solo estas componentes, esta elección trata de reflejar los valores medidos actuales, donde la materia y la radiación son componentes evidentes).

Una de las observaciones mejor definidas en la cosmología (con una precisión de 0.05 %) es que la radiación cósmica de fondo radia como cuerpo negro de temperatura $T_o = 2.7277\text{ K}$. Esto significa que la contribución de los fotones a la densidad total de energía del Universo puede calcularse con precisión a ser $\Omega_\gamma h^2 = 2.48 \times 10^{-5}$. Si los neutrinos no tienen masa o son muy ligeros, entonces su densidad de energía también es muy conocida porque está relacionada con la de los fotones $\Omega_\nu h^2 = 6 \times \frac{7}{8} (4/11)^{\frac{4}{3}} \Omega_\gamma$ (considerando que hay 6 especies de neutrinos). La nucleosíntesis del Big Bang (BBN) restringe la cantidad de especies relativistas adicionales menos que se hayan producido después de la época de BBN [5].

Debido a que la contribución de la radiación a la densidad total de energía en el Universo es pequeña, podemos continuar la discusión tomando en cuenta solamente las otras dos componentes Ω_M y Ω_Λ

La temperatura de la Radiación Cósmica de Fondo (CMB de sus siglas en Ingles) es casi isotrópica en todo el cielo. Esta es evidencia de que el Universo inició en un estado de densidad infinita. Pero, a una menor escala de prueba, el CMB presenta una anisotropía en la temperatura de $\Delta T/T \approx 10^{-5}$. Estas fluctuaciones se pueden utilizar para determinar el valor de Ω_o .

En el estado caliente y denso del Universo temprano todas las partículas estaban ligadas. Esto incluye fotones y bariones (en general todas las partículas del modelo estándar). Conforme el Universo se enfrió, llegó un punto donde los fotones se dispersaron de los bariones. El CMB que observamos esta compuesto de fotones que provienen de la superficie de esta última dispersión. A medida que los bariones se

acumulaban en los pozos de potencial de materia oscura, la presión de los fotones que actuó como una fuerza de restauración y esto resultó en una oscilación acústica impulsadas por la gravedad. Estas oscilaciones se pueden descomponer en sus modos de Fourier, las amplitudes multipolares C_{lm} de la anisotropía del CMB están determinados por aquellos modos con $k \sim lH_o/2$. La última dispersión ocurrió por un pequeño periodo de tiempo, esto hace al CMB una foto del Universo en el momento de la última dispersión donde cada modo se puede “ver” en una fase bien definida de su oscilación. Los modos atrapados en la máxima compresión o rarefacción conducen a la anisotropía de la temperatura más grande, que resulta en una serie de picos acústicos. La posición del primer pico depende del valor de Ω_o (De hecho: $l \approx 200/\sqrt{\Omega_o}$) [6]. Observaciones recientes del CMB [1, 2], permiten restringir la ubicación del prime pico ($l = 200 \pm 8$ [7]) que a su vez fija el valor de la densidad total de materia/energía del Universo: $\Omega_o = 1 \pm 0.1$.

La abundancia primitiva predicha de ^4He ($\approx 25\%$) fue el primer éxito del BBN. La consistencia de las predicciones de BBN para las abundancia de estos elementos ligeros (D, ^3He , ^4He y ^7Li) con sus abundancias primitivas inferidas ha sido una prueba importante del modelo Big-Bang en los primeros tiempos. De todos los elementos ligeros, el deuterio proporciona la mejor medición de la densidad de bariones en el Universo. Esto se debe a que la abundancia primitiva de deuterio es más sensible a la densidad bariónica ($\propto 1/\rho_{baryon}^{1.7}$) y su evolución desde el Big-Bang es simple (las estrellas solo la destruyen).

Mediciones locales, donde alrededor de la mitad del material proviene de las estrellas, no refleja directamente las abundancias primordiales. Las líneas de Lyman del deuterio en el espectro de absorción de tres cuásares con alto corrimiento al rojo ($z > 2$) han permitido una determinación precisa de las abundancias primordiales del deuterio $\rho_D/\rho_H = (3.0 \pm 0.2) \times 10^{-5}$ [8]. Esto nos conduce al valor de la densidad de bariones del Universo de $\Omega_{baryon}h^2 = 0.02 \pm 0.002$ [8]. Mediciones actuales del CMB también proveen un limite de $\Omega_{baryon}h^2 > 0.019$ [7] que es consistente con los resultados anteriores.

Otra forma para medir la densidad de masa/energía total, es a través del pará-

metro de desaceleración.

$$q_o \equiv -\frac{(\ddot{R}/R)_o}{H_o^2} = \frac{\Omega_o}{2} [1 + 3p_o/\rho_o]$$

el cuál cuantifica la desaceleración de la expansión debido a la gravedad.

Este método depende de un conocimiento preciso de la distancia luminosa(d_L) para un objeto que, con un corrimiento al rojo bajo z , está relacionado con q_o mediante

$$d_L H_o = z + z^2(1 - q_o)/2 + \mathcal{O}(z^3) \quad (1.1)$$

por lo tanto, la precisión de las mediciones del flujo, \mathcal{F} , de objetos con luminosidad conocida, L , se puede usar para determinar q_o . (La distancia luminosa de un objeto se puede inferir de la ley del cuadrado inverso $d_L \equiv \sqrt{L/4\pi\mathcal{F}}$).

Dos grupos (Supernova Cosmology Project y the High-z Supernova Team) usan mediciones precisas del flujo de objetos con luminosidad bien definida (Supernova tipo Ia - SNeIa) para concluir que la expansión del Universo se esta acelerando en lugar de desacelerarse, es decir $q_o < 0$ [9, 10]. Esto implica que gran parte de la energía en el Universo es una componente desconocida que presión negativa. La explicación mas popular para esta nueva componente es la existencia de una constante cosmológica, $\Omega_\lambda \neq 0$.

Por lo tanto, combinando observaciones modernas del CMB [1, 2] , con recientes observaciones de supernovas [3, 11], el paradigma favorecido actualmente es un Universo en donde el contenido de materia corresponde aproximadamente a un tercio de la densidad total, es decir $\Omega_M \approx 0.3$ y existe una componente extra suave de energía oscura que contribuye $\Omega_\lambda \approx 0.7$. Actualmente se esta debatiendo la realidad y la naturaleza física de esta componente, pero por lo general es aceptada.

También es claro que el valor pequeño para la fracción de bariones en el Universo sugiere que la mayor parte de la materia ($\sim 90\%$) tiene que ser una forma de algún material no bariónico desconocido.

1.2. Evidencia astrofísica de la Materia Oscura

En 1932, Oort analizo números y velocidades de estrellas cercanas al sol y concluyó que la cantidad de materia gravitante implicada por estas velocidades era 30 %

a 50 % superior a la que debía por las estrellas visibles. Después, en 1993, Zwicky concluyó que la velocidad de dispersión en cúmulos ricos de galaxias requieren de 10 a 100 veces mas masa para mantenerlos unidos de lo que podrían explicar las galaxias luminosas mismas.

No es simple concluir de estos ejemplos que la evidencia de alguna materia exótica, pero si ilustran como la dinámica de las estrellas, galaxias y cúmulos sirven como una sonda para el contenido de materia en el Universo.

Más pruebas de la existencia de materia oscura provienen de la dinámica de sistemas galácticos, las curvas de rotación de galaxias espirales o la velocidad dispersión de enanas esferoidales. No se observa suficiente materia luminosa en las galaxias para explicar la cinemática observada, es decir, cuando las velocidades de galaxias espirales son medidas, generalmente se observa que al medir la velocidad de rotación lejos del centro, esta incrementa hasta alcanzar un valor constante. Esto contrasta con lo que se espera de una distribución de materia que corresponde a la materia luminosa (estrellas + gas) en la galaxia.

La escala mas pequeña, en la cual existe evidencia de materia oscura son las enanas esferoidales del Grupo Local. Observaciones de las velocidades de dispersión en la mayoría de estos sistemas [12], han soportado por un largo tiempo que son dominadas por materia oscura con proporciones de masa/luz en los rangos de 10-100.

1.3. Características de la Materia Oscura

Dado que la mayor parte de la densidad de materia del Universo no interactúa con los campos electromagnéticos, solo se detecta por su interacción gravitacional y posiblemente por interacciones de fuerza débil. Sin embargo, los efectos de la materia oscura sobre la materia visible son espectaculares, a medida que los pozos de potencial gravitacional de la materia oscura canalizan a los bariones formando los lugares de nacimiento de las galaxias visibles. El estudio de la ubicación, tamaño y la historia de fusión de galaxias están conectadas al crecimiento de estructuras de materia oscura, conocidas como “halos”.

El estudio de los halos de materia oscura no es simple. El consenso dice que un

halo es un objeto ligado gravitacionalmente [13]. Pero no existe un consenso en la definición de sus propiedades. Existen propiedades con las que podemos caracterizar estas estructuras, entre ellas están la masa, las velocidades y su tamaño. Sin embargo, cada una de estas cantidades puede referirse a distintos aspectos físicos de la colección de partículas a la que llamamos “halos”

Para poder hablar del tamaño, ocupamos hablar del radio. Es complicado especificar donde termina un halo debido a que la función de la densidad decrece con el radio y no es acotada, por lo cual es necesario definir un limite. Un buen limite es considerar el radio que contiene la mitad de la masa. Con este podemos dar una idea del tamaño, así como, de que tan denso es el halo.

Otro limite que podemos utilizar es el radio donde se encuentra el pico de la curva de rotación (velocidad máxima radial). Este limite nos permite darnos una idea de la dinámica del halo y de la densidad.

Para poder describir la dinámica de los halos, estudiamos las diferentes velocidades asociadas al sistema. Para determinar la dinámica, podemos usar: la velocidad máxima radial, la velocidad del centro de masa del halo o bien la dispersión de velocidades.

La velocidad máxima radial es aquella que se asocia con el pico de la curva de rotación. Esta consta de un gráfico de las velocidades de los cuerpos, contra la distancia radial del centro de masa

Para una partícula de masa m en órbita circular alrededor de otra de masa M , la aceleración centripeta se compensa por la gravedad

$$\frac{GMm}{r^2} = m \frac{V^2}{r}$$

De aquí obtenemos la expresión para la velocidad radial

$$V = \sqrt{\frac{GM}{r}}$$

Dada que la masa central no está centralizada, debemos considerarla como una distribución de masa $M(r)$

$$V = \sqrt{\frac{GM(r)}{r}} \tag{1.2}$$

Conocer esta propiedad nos permite estudiar la distribución de la masa del halo, así como la dinámica del sistema [14].

La velocidad del centro de masa, o bien “la velocidad del halo en la simulación”, es aquella velocidad que se asocia al movimiento de las partículas del halo como uno solo cuerpo, el cual nos permite conocer la dinámica del sistema con respecto al resto de los halos.

Con la dispersión de velocidades podemos estudiar la dinámica interna de los halos. Podemos ver como que tanto varían las velocidades dentro de los halos.

El estudio con precisión de las velocidades, podemos comparar los datos experimentales con información obtenida de observaciones astronómicas.

Dada la naturaleza de la materia oscura, la mejor forma identificarla es mediante los efectos gravitacionales, por lo que estudiar la masa y su distribución nos permite conocer que tipo de estructuras podemos encontrar, o bien, como la materia oscura domina sobre la materia ordinaria, podemos inferir que estructuras de materia ordinaria se forman debido a la materia oscura.

Capítulo 2

Simulaciones Cosmológicas

Las simulaciones cosmológicas son una herramienta esencial para el estudio del Universo. Es el único experimento con el que contamos para reproducir su evolución. Las simulaciones numéricas nos permiten un estudio detallado de formación de estructura no lineal y nos permite hacer conexiones con un Universo simple con alto corrimiento al rojo, con uno complejo como el que se observa en la actualidad.

El trabajo que se realiza va desde el estudio del agrupamiento gravitacional no lineal de materia oscura, formación de grupos de galaxias, interacción de galaxias aisladas y la evolución de gas intergaláctico. Su desarrollo ha permitido un inmenso avance en estas áreas, el cual no era posible antes dado a las limitaciones que existían en el computó [15].

Con la rápida evolución en el rendimiento de las computadoras y algoritmos numéricos, han nacido múltiples códigos que simulan la formación de estructura del Universo. Muchos de estos códigos se han hecho públicos y libres, lo que ha permitido que el estudio sea mas sencillo para nuevos investigadores o grupos de investigación [16]. El futuro de las simulaciones numéricas esta en hacer mejoras en la precisión y en la fidelidad en la física de las técnicas de modelado.

2.1. Grandes Simulaciones

Gracias al desarrollo de códigos y el avance en el hardware de las maquinas modernas, has surgido grandes colaboraciones con la intención de realizar simulaciones

cada vez mas grandes. Algunas de ellas son:

Millennium Simulation

La Millennium Simulation fue una de las mas grandes simulaciones de N-Cuerpos realizada en el 2005. Esta contenía mas de 10 billones de partículas en una caja de 2 billones de años luz por lado. La simulación se realizo por la Virgo Consortium usando 512 procesadores localizados en el Instituto Max Planck para Astrofísica en Garching, Alemania. Tomo 28 días (600 horas), consumiendo alrededor de 343000 horas de tiempo de cpu [17].

Esta fue la primera simulación parte de una serie de simulaciones relacionadas a volúmenes cosmológicos. En 2008 se realizo una segunda simulación con las misma cosmología, misma estructura de salida y misma cantidad de partículas, pero con una caja 5 veces mas pequeña, lo que permitió tener una resolución de masa mejor.

IMAGEN PENDIENTE

Eagle Simulation

El proyecto EAGLE (Evolution and Assembly of GaLaxies and their Environments) es una colaboración de The Virgo Consortium, la cual es una simulación hidrodinámica de gran escala de un Universo de Λ CDM, el cual tenia como objetivo entender como las galaxias se forman y evolucionan. La mas grande de las simulaciones se realizo con 6.8 billones de partículas, en un volumen de 100 Mpc por lado, conteniendo al menos 10,000 galaxias del tamaño de la vía láctea, la cual tardo mas de un mes y medio de tiempo de computo y una de la mas grandes super-computadoras con 4000 núcleos de procesamiento usando una versión modificada del código de simulación GADGET-2 [18,19].

La simulación empieza en un Universo todavía muy uniforme (sin formación de estrellas o galaxias) usando parámetros motivados por las observaciones del satélite Plank y del CMB [1,2]. Algunos de los parámetros cruciales de la simulación son la densidad de materia oscura, la cual es responsable de la formación de estructura de materia bariónica, así como la constante cosmológica, responsable de la expansión acelerada del Universo.

IMAGEN PENDIENTE

2.2. Simulaciones Cosmológicas

Si queremos simular nuestro Universo, se ocupa resolver la ecuación de Boltzmann sin colisiones (CBE)

$$\frac{df}{dt} \equiv \frac{\partial f}{\partial t} + \mathbf{v} \frac{\partial f}{\partial \mathbf{x}} + \frac{\partial \Phi}{\partial \mathbf{r}} \frac{\partial f}{\partial \mathbf{v}} \quad (2.1)$$

donde el potencial auto-consistente Φ es la solución a la ecuación de Poisson

$$\nabla^2 \Phi(\mathbf{r}, t) = 4\pi G \int f(\mathbf{r}, \mathbf{v}, t) d\mathbf{v} \quad (2.2)$$

y $f(\mathbf{r}, \mathbf{v}, t)$ es la densidad de una partícula en el espacio fase.

Es muy complicado resolver este sistema de ecuaciones. La solución a la que se a llegado es construir códigos para simulaciones de N-Cuerpos. Existen grandes cantidades de códigos para simulaciones de N-Cuerpos, pero se diferencian en como realizan los cálculos para el movimiento gravitacional. Además de que siempre están buscando la forma de hacer los simuladores mas rápidos y eficientes.

2.3. GADGET-4

Los código GADGET han sido un de los mas utilizados en el estudio de formación de estructura y estudio de la materia oscura en las ultimas décadas. Han existido varias iteraciones de los códigos GADGET, siendo GADGET-4 la mas reciente.

La motivación detrás de la nueva versión de GADGET-4 [16]

Esencialmente para resolver el sistema de N-cuerpos, el potencial gravitacional que se esta usa para calcular el movimiento de las N partículas es el siguiente:

$$\begin{aligned}
\Phi(\mathbf{x}) = & - \sum_{j=1}^N \frac{m_j}{|\mathbf{x}_j - \mathbf{x} + \mathbf{q} *_j| + |\epsilon(\mathbf{x}_j - \mathbf{x} + \mathbf{q} *_j)|} \\
& + \sum_{j=1}^N m_j \psi(\mathbf{x}_j - \mathbf{x} + \mathbf{q} *_j)
\end{aligned} \tag{2.3}$$

donde la primer parte es el potencial gravitacional de newton con una corrección para considerar el radio de suavizado y el segundo termino en potencial se introduce como una corrección para el suavizado de imágenes distantes.

—

Capítulo 3

Halos de Materia Oscura

Con la intención de conocer y diferenciar diferentes cosmologías, en nuestro estudio de los halos de materia oscura, optamos por realizar fue una variedad de simulaciones de materia oscura. Desde simulaciones con cosmologías de Universos planos ($\Omega = 1$), así como cosmologías de universos con densidades sub-criticas ($\Omega < 1$) y super-criticas ($\Omega > 1$).

3.1. Cosmología Plana $\Omega = 1$

Comenzaremos con un estudio de las cosmologías planas (aquellas donde las densidades sean $\Omega = 1$). Estudiaremos 3 cosmologías planas, empezando con las que tiene las densidades mas aceptadas de nuestro Universo ($\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$ [2]). Luego pasaremos nuestra atención a estudiar los efectos que hay con las densidades invertidas ($\Omega_\lambda = 0.309$, $\Omega_0 = 0.691$) y para terminar con las cosmologías planas veremos los efectos en un Universo con densidades iguales ($\Omega_\lambda = 0.5$, $\Omega_0 = 0.5$).

3.1.1. Universo con cosmología $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$

En la evolución de este Universo, la materia comienza a agruparse lentamente en lo que llamamos halos. En un principio la materia parece una nube difusa sin estructuras internas, después de un tiempo en el que se esta agrumando, pequeñas estructuras de materia se empiezan a formar. Las primeras estructuras son pocas como se aprecia en la figura 3.1. Las estructuras tardan tiempo en aparecer y even-

tualmente hay un aumento acelerado en la cantidad halos que se forman y mas hacia al presente vemos un pico donde empiezan a disminuir el total de halos.

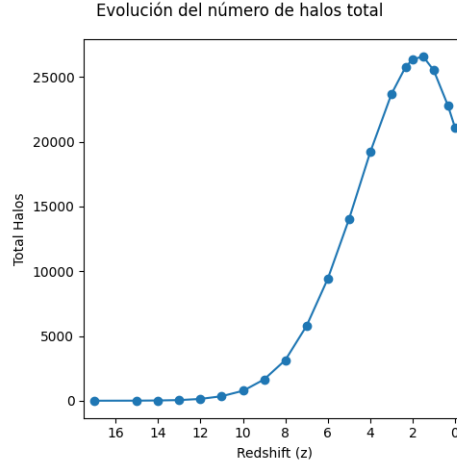


Figura 3.1: Se muestra el numero de halos y como cambia la cantidad conforme evoluciona el Universo en una cosmología $\Omega_\lambda = 0.691$ y $\Omega_0 = 0.309$.

En la figura 3.2 y 3.3 podemos observar que aunque disminuyen la cantidad de halos después del redshift 2, podemos ver que comienzan a aparecer estructuras mas masivas. Las estructuras en un principio son pequeñas y escasas y conforme el el Universo evoluciona podemos ver una gran cantidad de halos pequeños a medianos. Mas al presente, se observan que las estructuras son cada vez mas grandes, aunque no en gran cantidad.

En las figuras 3.3 y 3.4 podemos apreciar como con el tiempo, los halos de materia oscura se vuelven mas masivos así como vemos un aumento en la variedad de masas que hay. Por lo que en redshifts altos vemos pocas y pequeñas estructuras y en redshifts bajos vemos una mayor cantidad de estructuras con una gran variedad en las masas.

Nos hemos dado cuenta de como cambia la distribución de la masa conforme evolucionan el sistema de materia oscura, pero no hemos visto los efectos en los tamaño. Empezando con el radio de la mitad del radio. En las figura 3.6 y 3.5 se observa que el radio crece de manera que en los momentos tempranos tiene un radio entre $10^{0.35}$ kpc y 10^1 kpc y mas al presente vemos radios entre 10^5 kpc y $10^{2.75}$ kpc. En la figura 3.7 Observamos con mayor claridad el crecimiento en el radio, siendo que la media va de $10^{0.35}$ kpc a tener radio de $10^{1.5}$ kpc. También vemos que hay

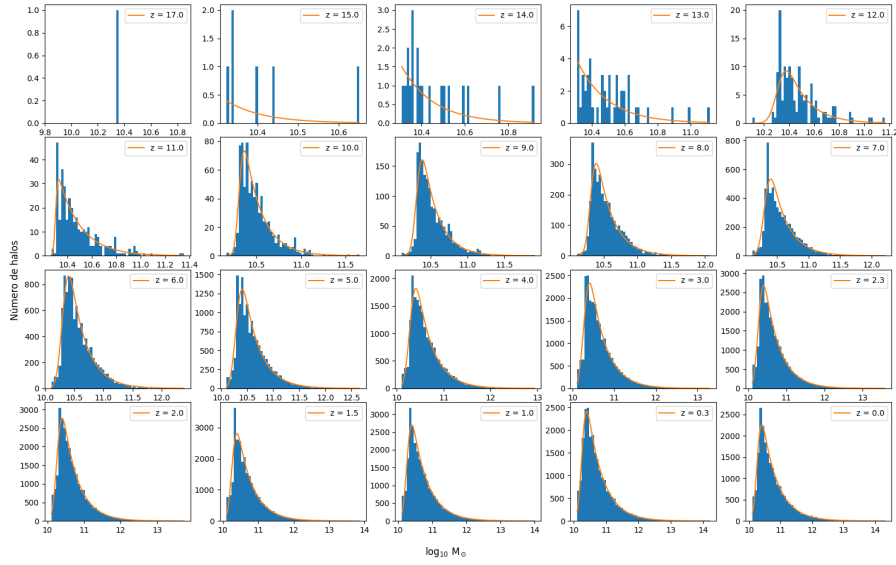


Figura 3.2: Se muestra la distribución de la masa conforme evoluciona el Universo en una cosmología $\Omega_\lambda = 0.691$ y $\Omega_0 = 0.309$. Se observa como aumentan la cantidad de halos cada vez mas masivos.

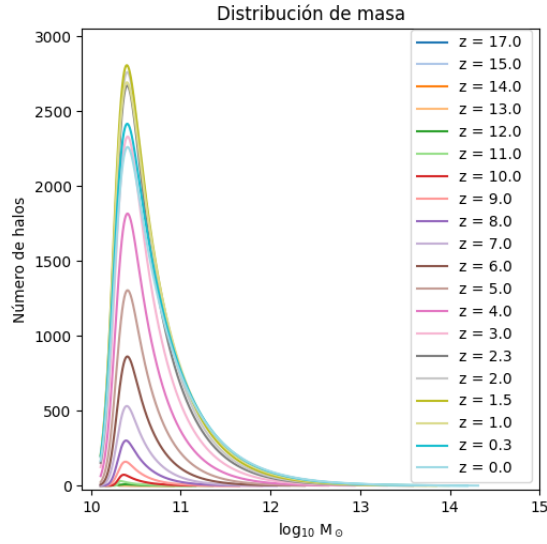


Figura 3.3: Comparación de las distribuciones de masa durante la evolución del Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$. Se observa como crece la cantidad de halos de materia oscura, así como el tamaño de estos.

un aumento en la variedad en los tamaños y además se ve que hay un crecimiento acelerado en la variedad de halos que se observan a lo largo del tiempo.

Otra medida que utilizamos para dar una idea en el tamaño que tienen los halos es usando el radio donde tenemos la mayor velocidad radial. Las figuras 3.8 y 3.9

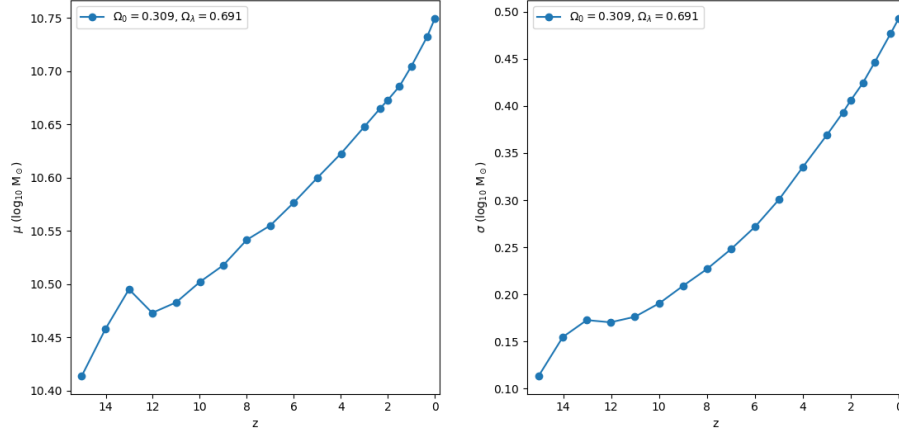


Figura 3.4: En la izquierda se muestra la masa media de los halos de materia oscura y se observa como cambia durante la evolución del Universo. En la derecha se muestra la desviación estándar de la masa, la cual nos muestra la variedad que hay de los halos de materia oscura.

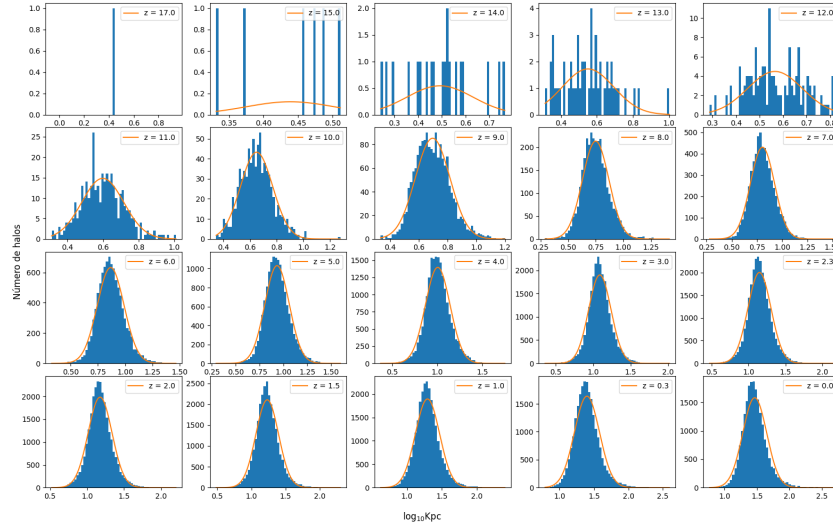


Figura 3.5: Se muestra el radio que contiene la mitad de la masa conforme evoluciona el Universo en una cosmología $\Omega_\lambda = 0.691$ y $\Omega_0 = 0.309$.

nos muestran la distribución de los radios donde se alcanza la velocidad circular máxima. Podemos ver que con el tiempo, empiezan a verse radios cada vez mas grandes, teniendo estructuras con radios hasta 10 veces mas grandes que la media. La figura 3.10 nos muestra el crecimiento medio que tienen los halos a lo largo del tiempo. Aquí se observa un crecimiento acelerado del radio, teniendo las primeras estructuras con radios de 2.45kpc y las estructuras mas modernas con radios de 27.60kpc. También observamos que la diversidad de halos aumenta aceleradamente

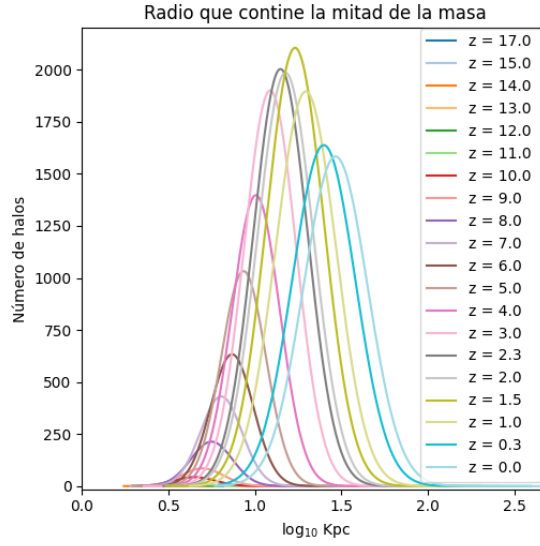


Figura 3.6: Comparación de las distribuciones del radio que contiene la mitad de la masa de los halos de materia oscura de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$.

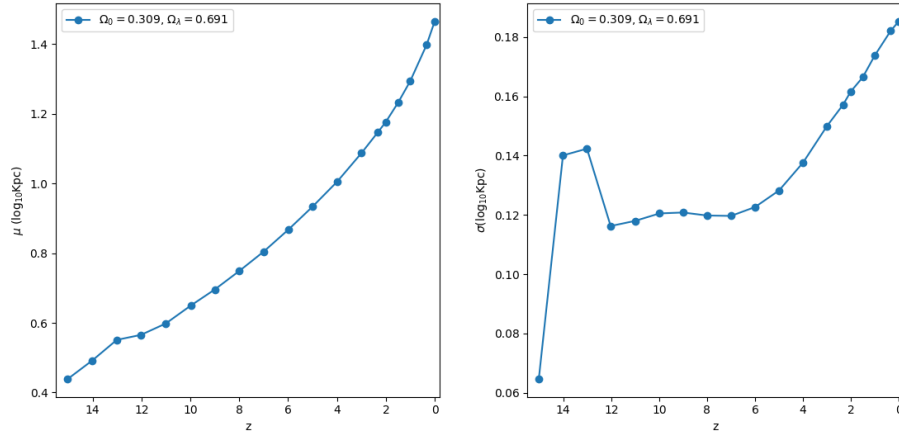


Figura 3.7: En la izquierda mostramos la media del radio que contiene la mitad de la masa de los halos de materia oscura y en la derecha se muestra su desviación estándar a lo largo de la evolución del Universo.

con desviaciones de 0.8kpc en el pasado hasta 15.7 kpc.

Pasando a las velocidades, empezando con la velocidad circular máxima, en las figuras 3.11 y 3.12 podemos ver que una pequeña parte de los halos tienen velocidades mayores a 200 km/s a lo largo de la evolución del Universo. La mayor parte tienen velocidades entre 40 y 150km/s. Algo que se observa en la figura 3.13 es que la velocidad media disminuye conforme avanza el tiempo, pero también vemos un aumento en la diversidad de velocidades que hay. La media en un universo temprano

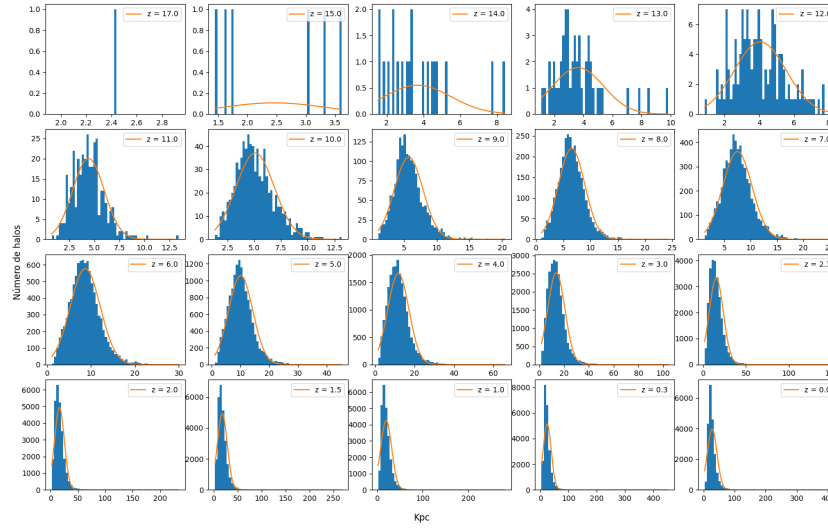


Figura 3.8: Se muestra el radio donde se alcanza la velocidad máxima radial conforme evoluciona el Universo en una cosmología $\Omega_\lambda = 0.691$ y $\Omega_0 = 0.309$. Se observa como aumentan la cantidad de halos cada vez mas masivos.

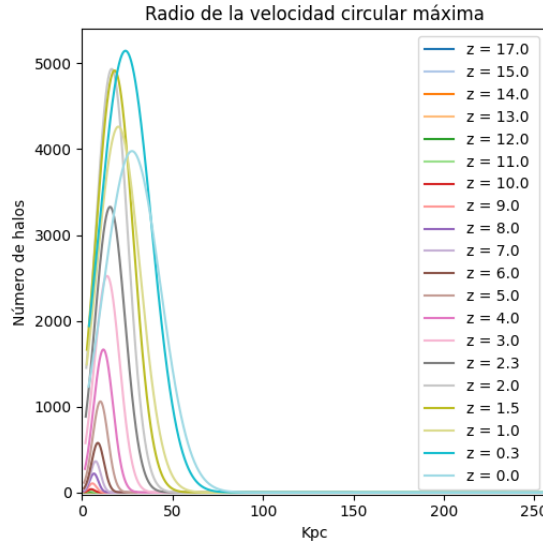


Figura 3.9: Comparación de las distribuciones del radio donde se alcanza la velocidad máxima radial de los halos de materia oscura de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$.

se encontraba entre los 130 y 150 km/s con variaciones entre 10 y 30 km/s. En el presente tenemos una media de 74.7 km/s con desviación de 33.9 km/s.

Para terminar de hablar de la dinámica interna del halo, las figuras — nos muestran las distribuciones de la dispersión de velocidades. Observamos un comportamiento similar a la velocidad máxima circular, donde vemos casos pocos situaciones

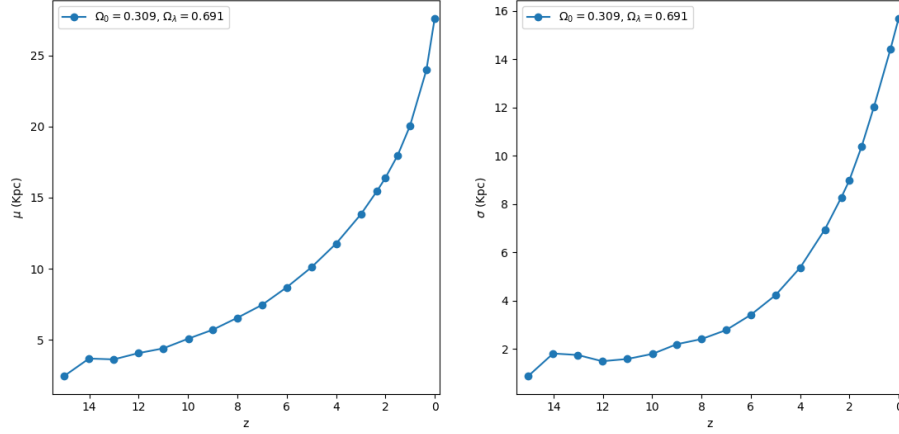


Figura 3.10: En la izquierda mostramos la media del radio donde se alcanza la velocidad máxima radial de los halos de materia oscura y en la derecha se muestra su desviación estándar a lo largo de la evolución del Universo.

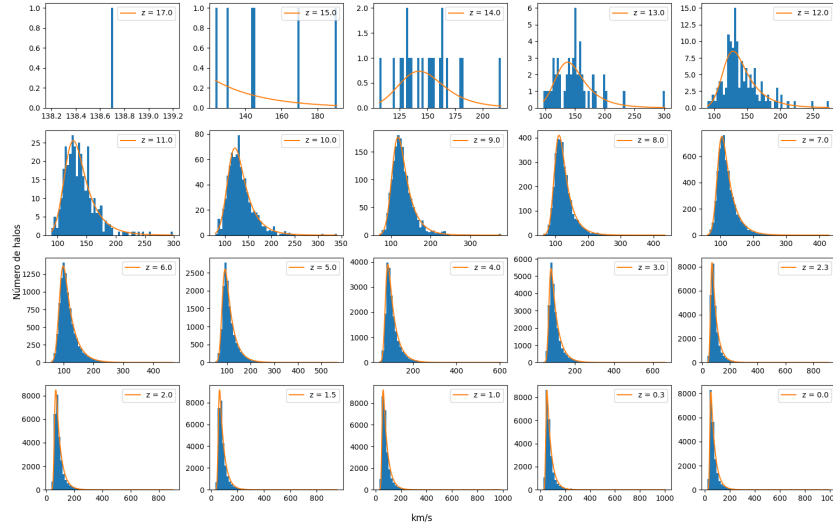


Figura 3.11: Se muestra la velocidad circular máxima conforme evoluciona el Universo en una cosmología $\Omega_\lambda = 0.691$ y $\Omega_0 = 0.309$.

con dispersiones mayores de 150 km/s. Además, si observamos la figura —, podemos apreciar una disminución en la dispersión de velocidades media similar a la media de la velocidad circular máxima. En este caso vemos que la dispersión de velocidades media varía desde 86.5 km/s en el pasado, hasta 37 km/s en el presente.

Finalmente, la figura 3.17 muestra a lo que conocemos como la *Cosmic Web* vista desde un plano. Se ve el mapa de densidad de la simulación del Universo en diferentes redshifts. En los redshift altos (viendo mas al pasado) se observan

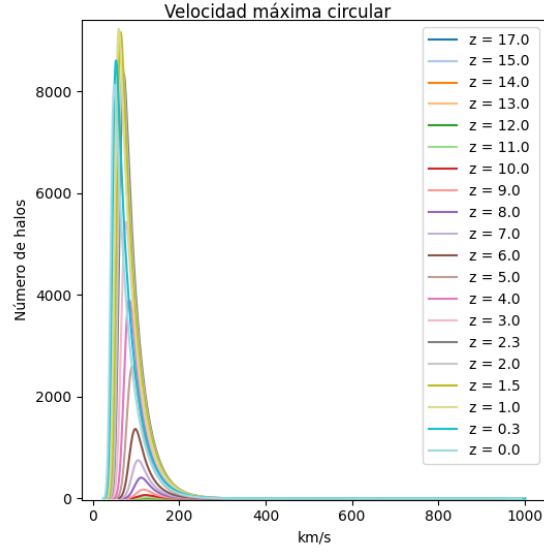


Figura 3.12: Comparación de las distribuciones de la velocidad circular máxima de los halos de materia oscura de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$.

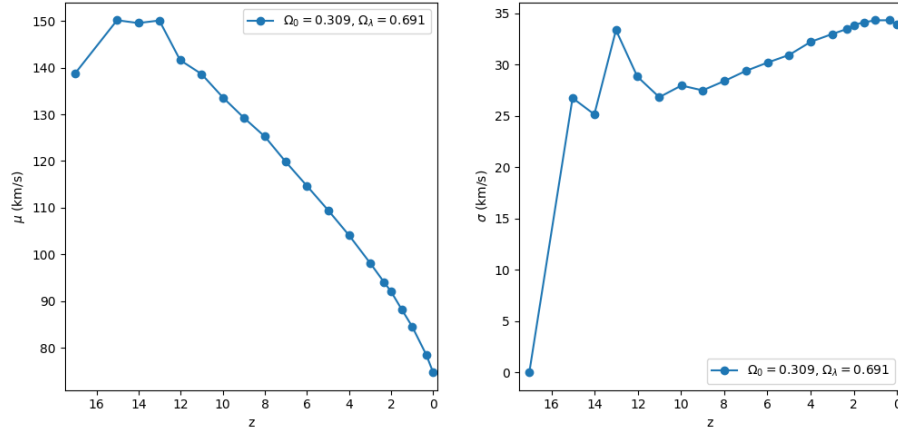


Figura 3.13: En la izquierda mostramos la media de la velocidad circular máxima de los halos de materia oscura y en la derecha se muestra su desviación estándar a lo largo de la evolución del Universo.

nubes difusas donde no hay una estructura, mientras que los redshift bajos (mas al presente) se observan estructuras mejor definidos y con el tempo vemos que hay un aumento en la cantidad de estructura que se observa.

3.1.2. Universo con cosmología $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$

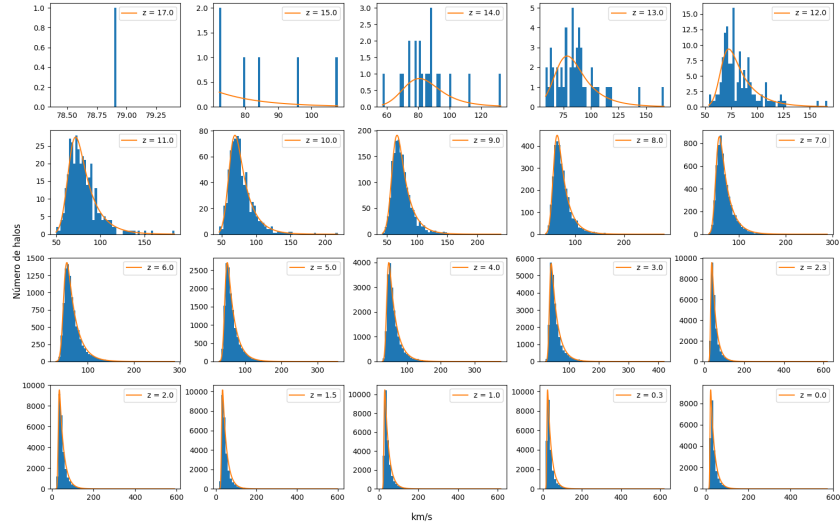


Figura 3.14: Se muestra la dispersión de velocidades conforme evoluciona el Universo en una cosmología $\Omega_\lambda = 0.691$ y $\Omega_0 = 0.309$.

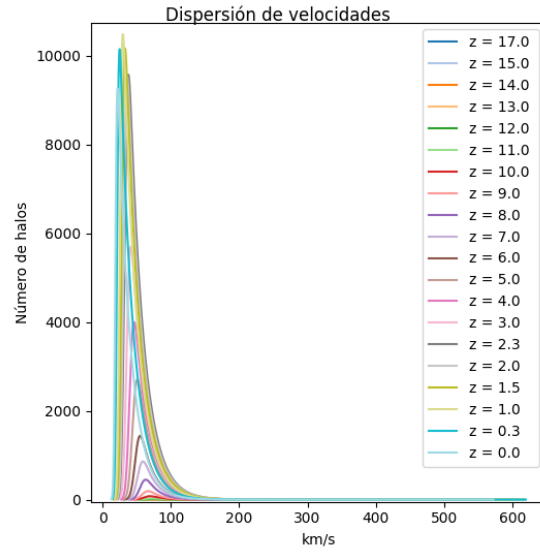


Figura 3.15: Comparación de las distribuciones de la dispersión de velocidades de los halos de materia oscura de un Universo $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$.

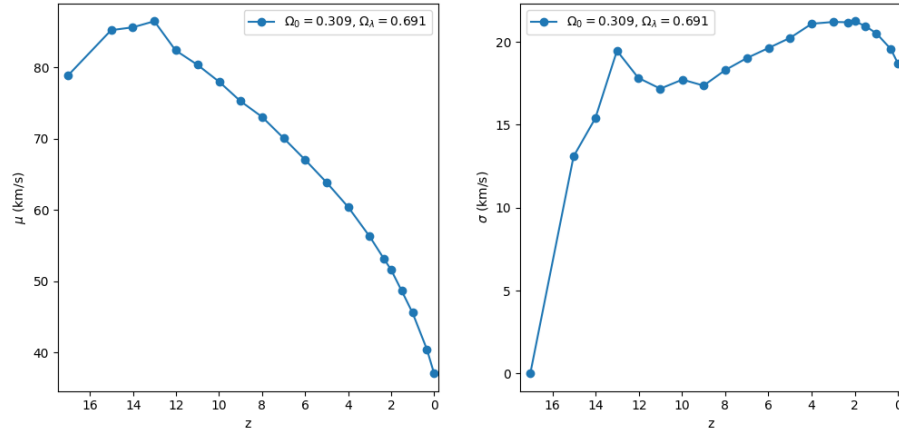


Figura 3.16: En la izquierda mostramos la media de la dispersión de velocidades de los halos de materia oscura y en la derecha se muestra su desviación estándar a lo largo de la evolución del Universo.

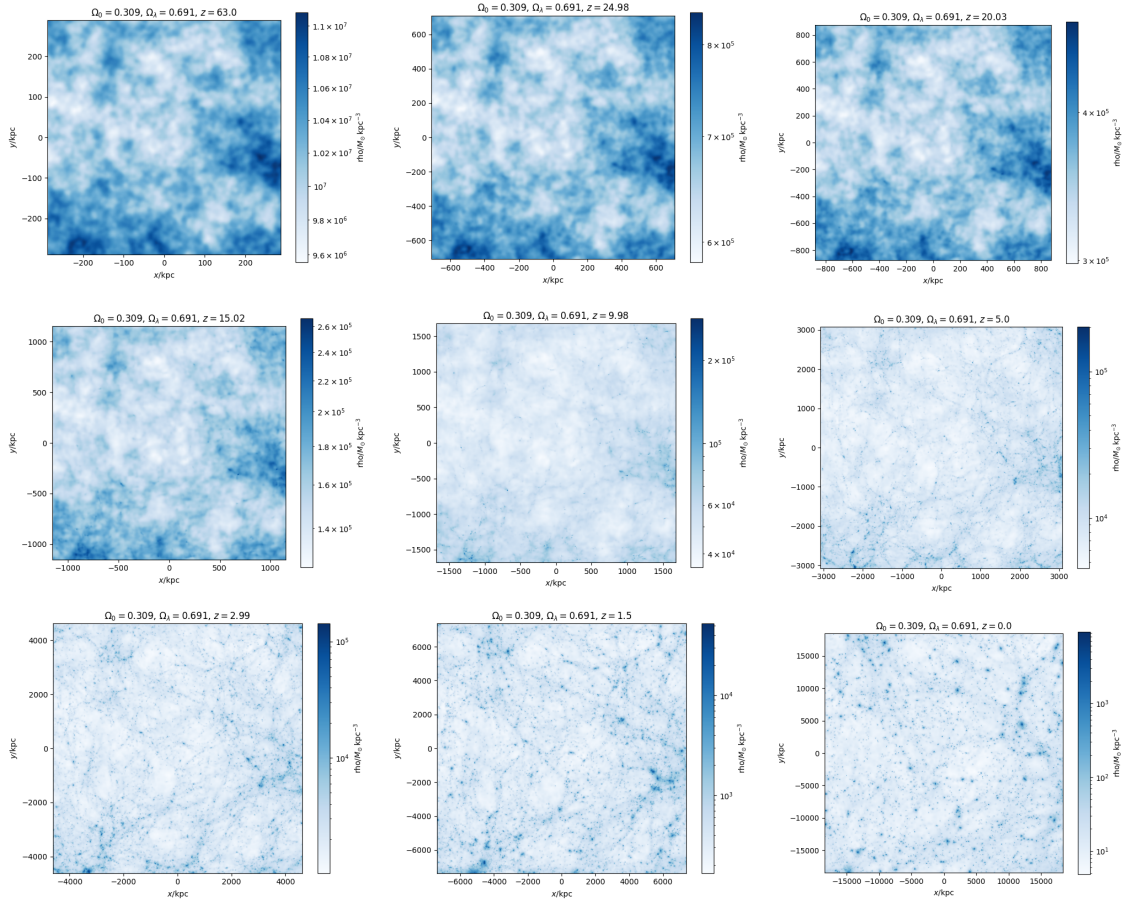


Figura 3.17: Mapa de densidad de la simulación en diferentes redshifts de una cosmología $\Omega_\lambda = 0.691$, $\Omega_0 = 0.309$.

Conclusiones

En este trabajo estudiamos el problema de tres cuerpos restringido y los puntos Lagrangianos del sistema Tierra-Luna. Al adoptar un sistema de referencia no i

Bibliografía

- [1] C. L. Bennett, D. Larson, J. L. Weiland, N. Jarosik, G. Hinshaw, N. Odegard, K. M. Smith, R. S. Hill, B. Gold, M. Halpern, E. Komatsu, M. R. Nolta, L. Page, D. N. Spergel, E. Wollack, J. Dunkley, A. Kogut, M. Limon, S. S. Meyer, G. S. Tucker, and E. L. Wright, “Nine-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Final Maps and Results,” *ApJS*, vol. 208, p. 20, Oct. 2013. 2, 4, 5, 10
- [2] Planck Collaboration, N. Aghanim, Y. Akrami, F. Arroja, M. Ashdown, J. Aumont, C. Baccigalupi, M. Ballardini, A. J. Banday, R. B. Barreiro, N. Bartolo, S. Basak, R. Battye, K. Benabed, J. P. Bernard, M. Bersanelli, P. Bielewicz, J. J. Bock, J. R. Bond, J. Borrill, F. R. Bouchet, F. Boulanger, M. Bucher, C. Burigana, R. C. Butler, E. Calabrese, J. F. Cardoso, J. Carron, B. Casaponsa, A. Challinor, H. C. Chiang, L. P. L. Colombo, C. Combet, D. Contreras, B. P. Crill, F. Cuttaia, P. de Bernardis, G. de Zotti, J. Delabrouille, J. M. Delouis, F. X. Désert, E. Di Valentino, C. Dickinson, J. M. Diego, S. Donzelli, O. Doré, M. Douspis, A. Ducout, X. Dupac, G. Efstathiou, F. Elsner, T. A. Enßlin, H. K. Eriksen, E. Falgarone, Y. Fantaye, J. Fergusson, R. Fernandez-Cobos, F. Finelli, F. Forastieri, M. Frailis, E. Franceschi, A. Frolov, S. Galeotta, S. Galli, K. Ganga, R. T. Génova-Santos, M. Gerbino, T. Ghosh, J. González-Nuevo, K. M. Górski, S. Gratton, A. Gruppuso, J. E. Gudmundsson, J. Hamann, W. Handley, F. K. Hansen, G. Helou, D. Herranz, S. R. Hildebrandt, E. Hivon, Z. Huang, A. H. Jaffe, W. C. Jones, A. Karakci, E. Keihänen, R. Keskitalo, K. Kiiveri, J. Kim, T. S. Kisner, L. Knox, N. Krachmalnicoff, M. Kunz, H. Kurki-Suonio, G. Lagache, J. M. Lamarre, M. Langer, A. Lasenby, M. Latanzi, C. R. Lawrence, M. Le Jeune, J. P. Leahy, J. Lesgourgues, F. Levrier,

- A. Lewis, M. Liguori, P. B. Lilje, M. Lilley, V. Lindholm, M. López-Caniego, P. M. Lubin, Y. Z. Ma, J. F. Macías-Pérez, G. Maggio, D. Maino, N. Mandolesi, A. Mangilli, A. Marcos-Caballero, M. Maris, P. G. Martin, M. Martinelli, E. Martínez-González, S. Matarrese, N. Mauri, J. D. McEwen, P. D. Meerburg, P. R. Meinhold, A. Melchiorri, A. Mennella, M. Migliaccio, M. Millea, S. Mitra, M. A. Miville-Deschênes, D. Molinari, A. Moneti, L. Montier, G. Morgante, A. Moss, S. Mottet, M. Münchmeyer, P. Natoli, H. U. Nørgaard-Nielsen, C. A. Oxborrow, L. Pagano, D. Paoletti, B. Partridge, G. Patanchon, T. J. Pearson, M. Peel, H. V. Peiris, F. Perrotta, V. Pettorino, F. Piacentini, L. Polastri, G. Polenta, J. L. Puget, J. P. Rachen, M. Reinecke, M. Remazeilles, C. Renault, A. Renzi, G. Rocha, C. Rosset, G. Roudier, J. A. Rubiño-Martín, B. Ruiz-Granados, L. Salvati, M. Sandri, M. Savelainen, D. Scott, E. P. S. Shellard, M. Shiraishi, C. Sirignano, G. Sirri, L. D. Spencer, R. Sunyaev, A. S. Suur-Uski, J. A. Tauber, D. Tavagnacco, M. Tenti, L. Terenzi, L. Toffolatti, M. Tomasi, T. Trombetti, J. Valiviita, B. Van Tent, L. Vibert, P. Vielva, F. Villa, N. Vittorio, B. D. Wandelt, I. K. Wehus, M. White, S. D. M. White, A. Zacchei, and A. Zonca, “Planck 2018 results. I. Overview and the cosmological legacy of Planck,” *A&A*, vol. 641, p. A1, Sept. 2020. 2, 4, 10, 13
- [3] S. Perlmutter, G. Aldering, G. Goldhaber, R. A. Knop, P. Nugent, P. G. Castro, S. Deustua, S. Fabbro, A. Goobar, D. E. Groom, I. M. Hook, A. G. Kim, M. Y. Kim, J. C. Lee, N. J. Nunes, R. Pain, C. R. Pennypacker, R. Quimby, C. Lidman, R. S. Ellis, M. Irwin, R. G. McMahon, P. Ruiz-Lapuente, N. Walton, B. Schaefer, B. J. Boyle, A. V. Filippenko, T. Matheson, A. S. Fruchter, N. Pagnia, H. J. M. Newberg, W. J. Couch, and T. S. C. Project, “Measurements of Ω and Λ from 42 High-Redshift Supernovae,” *ApJ*, vol. 517, pp. 565–586, June 1999. 2, 5
- [4] D. J. Croton, “Damn You, Little h ! (Or, Real-World Applications of the Hubble Constant Using Observed and Simulated Data),” *PASA*, vol. 30, p. e052, Oct. 2013. 3
- [5] S. Burles, K. M. Nollett, J. W. Truran, and M. S. Turner, “Sharpening the

- Predictions of Big-Bang Nucleosynthesis,” *Phys. Rev. Lett.*, vol. 82, pp. 4176–4179, May 1999. 3
- [6] M. S. Turner, “Dark Matter and Dark Energy in the Universe,” in *The Third Stromlo Symposium: The Galactic Halo* (B. K. Gibson, R. S. Axelrod, and M. E. Putman, eds.), vol. 165 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 431, Jan. 1999. 4
- [7] W. Hu, M. Fukugita, M. Zaldarriaga, and M. Tegmark, “Cosmic Microwave Background Observables and Their Cosmological Implications,” *ApJ*, vol. 549, pp. 669–680, Mar. 2001. 4
- [8] S. Burles, K. M. Nollett, and M. S. Turner, “Big Bang Nucleosynthesis Predictions for Precision Cosmology,” *ApJ*, vol. 552, pp. L1–L5, May 2001. 4
- [9] S. Perlmutter, G. Aldering, M. della Valle, S. Deustua, R. S. Ellis, S. Fabbro, A. Fruchter, G. Goldhaber, D. E. Groom, I. M. Hook, A. G. Kim, M. Y. Kim, R. A. Knop, C. Lidman, R. G. McMahon, P. Nugent, R. Pain, N. Panagia, C. R. Pennypacker, P. Ruiz-Lapuente, B. Schaefer, and N. Walton, “Discovery of a supernova explosion at half the age of the Universe,” *Nature*, vol. 391, pp. 51–54, Jan. 1998. 5
- [10] B. P. Schmidt, N. B. Suntzeff, M. M. Phillips, R. A. Schommer, A. Clocchiatti, R. P. Kirshner, P. Garnavich, P. Challis, B. Leibundgut, J. Spyromilio, A. G. Riess, A. V. Filippenko, M. Hamuy, R. C. Smith, C. Hogan, C. Stubbs, A. Diercks, D. Reiss, R. Gilliland, J. Tonry, J. Maza, A. Dressler, J. Walsh, and R. Ciardullo, “The High-Z Supernova Search: Measuring Cosmic Deceleration and Global Curvature of the Universe Using Type IA Supernovae,” *ApJ*, vol. 507, pp. 46–63, Nov. 1998. 5
- [11] A. Conley, G. Goldhaber, L. Wang, G. Aldering, R. Amanullah, E. D. Commins, V. Fadeyev, G. Folatelli, G. Garavini, R. Gibbons, A. Goobar, D. E. Groom, I. Hook, D. A. Howell, A. G. Kim, R. A. Knop, M. Kowalski, N. Kuznetsova, C. Lidman, S. Nobili, P. E. Nugent, R. Pain, S. Perlmutter, E. Smith, A. L. Spadafora, V. Stanishev, M. Strovink, R. C. Thomas, W. M. Wood-Vasey, and

- Supernova Cosmology Project, “Measurement of Ω_m , Ω_Λ from a Blind Analysis of Type Ia Supernovae with CMAGIC: Using Color Information to Verify the Acceleration of the Universe,” *ApJ*, vol. 644, pp. 1–20, June 2006. 5
- [12] M. Aaronson and E. W. Olszewski, “Dark Matter in Dwarf Galaxies,” in *Large Scale Structures of the Universe* (J. Audouze, M. C. Pelletan, A. Szalay, Y. B. Zel’dovich, and P. J. E. Peebles, eds.), vol. 130, p. 409, Jan. 1988. 6
- [13] A. Knebe, S. R. Knollmann, S. I. Muldrew, F. R. Pearce, M. A. Aragon-Calvo, Y. Ascasibar, P. S. Behroozi, D. Ceverino, S. Colombi, J. Diemand, K. Dolag, B. L. Falck, P. Fasel, J. Gardner, S. Gottlöber, C.-H. Hsu, F. Iannuzzi, A. Klypin, Z. Lukić, M. Maciejewski, C. McBride, M. C. Neyrinck, S. Planelles, D. Potter, V. Quilis, Y. Rasera, J. I. Read, P. M. Ricker, F. Roy, V. Springel, J. Stadel, G. Stinson, P. M. Sutter, V. Turchaninov, D. Tweed, G. Yepes, and M. Zemp, “Haloes gone MAD: The Halo-Finder Comparison Project,” *MNRAS*, vol. 415, pp. 2293–2318, Aug. 2011. 7
- [14] D. Raine and T. Thomas, *An introduction to the science of cosmology*. CRC Press, 2001. 8
- [15] V. Springel, N. Yoshida, and S. D. M. White, “GADGET: a code for collisionless and gasdynamical cosmological simulations,” *New A*, vol. 6, pp. 79–117, Apr. 2001. 9
- [16] V. Springel, R. Pakmor, O. Zier, and M. Reinecke, “Simulating cosmic structure formation with the GADGET-4 code,” *MNRAS*, vol. 506, pp. 2871–2949, Sept. 2021. 9, 11
- [17] V. Springel, S. D. M. White, A. Jenkins, C. S. Frenk, N. Yoshida, L. Gao, J. Navarro, R. Thacker, D. Croton, J. Helly, J. A. Peacock, S. Cole, P. Thomas, H. Couchman, A. Evrard, J. Colberg, and F. Pearce, “Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars,” *Nature*, vol. 435, pp. 629–636, June 2005. 10
- [18] R. A. Crain, J. Schaye, R. G. Bower, M. Furlong, M. Schaller, T. Theuns, C. Dalla Vecchia, C. S. Frenk, I. G. McCarthy, J. C. Helly, A. Jenkins, Y. M.

- Rosas-Guevara, S. D. M. White, and J. W. Trayford, “The EAGLE simulations of galaxy formation: calibration of subgrid physics and model variations,” MNRAS, vol. 450, pp. 1937–1961, June 2015. 10
- [19] J. Schaye, R. A. Crain, R. G. Bower, M. Furlong, M. Schaller, T. Theuns, C. Dalla Vecchia, C. S. Frenk, I. G. McCarthy, J. C. Helly, A. Jenkins, Y. M. Rosas-Guevara, S. D. M. White, M. Baes, C. M. Booth, P. Camps, J. F. Navarro, Y. Qu, A. Rahmati, T. Sawala, P. A. Thomas, and J. Trayford, “The EAGLE project: simulating the evolution and assembly of galaxies and their environments,” MNRAS, vol. 446, pp. 521–554, Jan. 2015. 10