



Universidad Nacional de La Plata
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Tesis para obtener el grado académico de
Licenciada en Astronomía

GALAXIAS DEFICIENTES EN MATERIA OSCURA EN
SIMULACIONES HIDRODINÁMICAS

Elisa A. Tau

Directora: Dra. Claudia G. Scóccola

Claudia Scóccola
Directora

LA PLATA, ARGENTINA
- FEBRERO DE 2021 -

Ignacio Gargiulo
Jurado

Sofia Cora
Jurado

Resumen

Las galaxias deficientes en materia oscura podrían haber perdido sus halos de materia oscura debido a interacciones durante su evolución; en particular, durante su historia de fusión. La existencia de este tipo de galaxias es un tema controversial en la literatura, tanto desde el punto de vista observacional como teórico. En este trabajo, estudiamos la población de galaxias deficientes en materia oscura en las simulaciones hidrodinámicas IllustrisTNG, las cuales siguen la evolución de las partículas de materia oscura y de materia bariónica. Caracterizamos la distribución en masa y analizamos la distribución radial de estas galaxias dentro de sus respectivos halos anfitriones, así como también cómo cambia esta distribución con el corrimiento al rojo. Estudiamos también en detalle la distribución radial de los halos y subhalos cuyas masas cumplen una determinada condición, con el objetivo de comparar estos resultados en particular con otros trabajos publicados. El objetivo de esta tesis es obtener información acerca de cómo se forman estas galaxias y cómo evolucionan sus poblaciones.

Abstract

Dark matter deficient galaxies could have lost their dark matter halos due to interactions during their evolution; in particular, during their fusion history. The existence of these galaxies is a debated subject, both from the observational and theoretical points of view. In this work, we study the population of dark matter deficient galaxies in the hydrodynamical simulation IllustrisTNG, which follows the evolution of dark matter and baryonic matter. We analyse the distribution of these galaxies within the host halo, and how this distribution changes with redshift. We also study the mass distribution of the whole population in order to better characterize them, as well as the mass distribution of those halos and subhalos which have masses within certain ranges. This mass-range cut was made in order to compare the results with some others that have been published in the literature. The aim of this thesis is to gather information about how these galaxies are formed, and how their population evolves.

Agradecimientos

A lo largo de esta etapa de mi vida me acompañaron muchas personas, a quienes les estoy y estaré siempre muy agradecida. Por supuesto que les haré saber esto en persona, pero no quería dejar pasar la oportunidad de dedicarles unas palabras en esta sección de mi tesis, así que aquí van algunos agradecimientos.

A Claudia Scóccola, sin quien este proyecto no habría sido posible. Gracias por haberme acompañado en esta última etapa de mi carrera como mi directora (además de haberlo hecho como profesora en años anteriores), por la buena predisposición y por toda la ayuda que me brindaste siempre que la necesité, tanto en este proyecto como en mis postulaciones a becas. Terminé mi carrera muy contenta con la mentora que elegí para que me guíe en mis inicios de lo que será mi vida académica.

A la Universidad Nacional de La Plata y, principalmente, a la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas. Me llevo un hermoso recuerdo de estos años que pasé aquí y de todos los momentos compartidos con la gente que la concurre. Gracias a todos los profesores que me han formado en esta casa de estudios, por su dedicación, su esmero y voluntad para transmitirme los conocimientos que necesité para progresar como estudiante de Astronomía.

A mi familia: mamá, papá, Sofi y Delfi. No me alcanzan las palabras para agradecerles todo el apoyo que me dieron estos años y también el esfuerzo que han hecho por bancarme a lo largo de mi vida universitaria. Sofi y Delfi, gracias por las incontables palabras de aliento que me han dado, siempre motivándome y creyendo en mis capacidades; los hermanos no se eligen, pero yo a ustedes los elegiría siempre. Papá, gracias por el aguante inmensurable en todo lo que hice y en todo lo que me propuse, no solamente durante mi etapa facultativa sino en todos los aspectos de mi vida. Y mamá, la persona que nunca dudó de mí y que siempre estuvo para todo lo que necesité, gracias por el amor incondicional que me das, por incentivarme a siempre apuntar alto y por la cantidad de sacrificios que has hecho para que yo logre formarme como profesional y que hoy pueda estar recibíendome, porque no podría ser quien soy ni estar donde estoy si no fuera por vos.

A Matt, quien me ayudó muchísimo durante los primeros años de mis estudios universitarios. Gracias por la paciencia que me tuviste, por ser mi primer mentor y por aportarme tus críticas constructivas que valoro mucho.

A mis amigos de la vida, que también podría llamarlos hermanos de la vida. Mari, Male, Manu, Ianni y Vago, gracias por la amistad más sincera que conozco. Quiero agradecerles por todos los momentos compartidos de risas y llantos (que venimos acumulando ya desde nuestra etapa educativa previa a la universitaria), por el gran apoyo y todos los consejos que me han dado durante todos estos años, por estar siempre que necesité desahogarme o que necesité un empujón, y simplemente por ser los mejores amigos que se podría tener.

A Matías. Gracias por ser mi compañero durante toda esta etapa de mi vida, desde que ingresé hasta el día en el que me recibo. Hay muchas cosas por las que agradecerte, así que trataré de resumirlas diciendo que tu apoyo y sostén me ayudaron una infinidad de veces. Gracias por los ratos compartidos, por las risas, por los consejos, por estar siempre dispuesto

0. Agradecimientos

a prestarme tu hombro para llorar, tu oído y hacerme ver de lo que soy capaz cuando me hizo falta.

A mis amigas facultativas: Cam, Val, Angie y Rena. Gracias por compartir conmigo la experiencia de la vida universitaria y por hacerla mucho más amena y divertida. Ni las mañanas de cursadas, ni los intervalos entre clases, ni las juntadas de estudio, ni el proceso de preparar parciales y/o finales ni los festejos después de aprobar hubieran sido lo mismo sin ustedes.

A Tuqui, Tom, Cande e Isi, grandes personas que conocí a lo largo de la carrera en distintas cursadas. Me encantó conocerlos y llegar a formar una linda amistad que suavizó mucho las clases teóricas y prácticas que compartimos, así como también las largas horas de estudio.

A todas las personas con quienes compartí un mate, un rato de estudio o un rato de ocio en el CEGMA, ese lugar tan característico de nuestra facultad para recargar energías y seguir cursando.

A Lautaro Pinilla, por toda la paciencia y la ayuda que me brindaste cada vez que no supe programar o resolver algo en Python, y/o que rompía el código con las barbaridades que intentaba hacer.

A Dylan Nelson, por todas las dudas que me esclareció acerca de la simulación IllustrisTNG empleada en mi trabajo de tesis.

Índice general

Resumen	iii
Abstract	v
Agradecimientos	vii
1. Introducción	1
1.1. Contexto	1
1.2. Objetivos	2
1.3. Simulaciones utilizadas	3
2. Metodología	5
2.1. Variables	6
2.1.1. Campos disponibles para los halos	6
2.1.2. Campos disponibles para los subhalos	7
2.2. Fracción de materia oscura (f_{DM})	8
3. Caracterización	11
3.1. Halos	11
3.2. Subhalos	14
4. Distribución radial de subhalos	25
4.1. Análisis para el halo más masivo	25
4.2. Selección de halos	29
5. Evolución de las DMDGs	33
5.1. Historia de pérdida de DM	34
5.1.1. Evolución de la materia	34
5.2. Colisiones	41
6. Discusión y conclusiones	43
Bibliografía	45

Acrónimos

Lista de acrónimos utilizados en esta tesis (las siglas corresponden a las utilizadas en el idioma inglés):

- DMDG: Galaxia deficiente en materia oscura (*Dark matter deficient galaxy*).
- z : corrimiento al rojo (*redshift*).
- DM: materia oscura (*dark matter*).
- CDM: materia oscura fría (*cold dark matter*).
- f_{DM} : fracción de materia oscura (*dark matter fraction*).
- R_h : radio que contiene la mitad de la masa estelar (*half-mass stellar radius*).
- FoF: vecino de vecinos (*friend of friends*).
- NaN: valor que no es un número real (*not a number*)

Índice de figuras

3.1.	Distribución de masa total de todos los halos anfitriones a $z = 0$	12
3.2.	Distribución de masa total de todos los halos a $z = 0.1$, $z = 0.4$, $z = 1$ y $z = 2$	13
3.3.	Distribución de la masa de materia oscura de todos los halos anfitriones a $z = 0$	14
3.4.	Distribución de masa de materia oscura de todos los halos anfitriones a $z = 0.1$, $z = 0.4$, $z = 1$ y $z = 2$	15
3.5.	Cociente de masa de materia oscura ($\frac{M_{\text{DM}}(2R_h)}{M_{\text{DM}}(\text{total})}$) de los subhalos que presentan una deficiencia en materia oscura, a $z = 0$, $z = 0.1$, $z = 1$ y $z = 2$. El eje x se muestra en escala logarítmica, mientras que el eje y está en escala lineal.	18
3.6.	Cociente de masa correspondiente a la materia oscura dentro y fuera de $2R_h$ ($\frac{M_{\text{DM}}(2R_h)}{M_{\text{DM}}(\text{total})}$), calculado para aquellos subhalos con R_h definido, en función de su masa total a $z = 0$. La barra de color fue codificada con la masa total co- rrespondiente a los subhalos, para lograr una mejor visualización de la relación entre la misma y el valor obtenido al calcular el cociente.	19
3.7.	Función de masa total de todos los subhalos deficientes en materia oscura dentro del $2R_h$, a $z = 0$, $z = 0.1$, $z = 1$ y $z = 2$	20
3.8.	Función de masa total de los subhalos con R_h definido, a $z = 0$, $z = 0.1$, $z = 1$ y $z = 2$	21
3.9.	Cociente entre el número de DMDGs y la cantidad total de subhalos en función de la masa total de los subhalos, a $z = 0$, $z = 0.1$, $z = 1$ y $z = 2$	22
3.10.	Cociente entre la fracción de materia oscura dentro de $2R_h$ y la misma cantidad calculada en todo el halo ($f_{\text{DM}}(2R_h)$ vs. $f_{\text{DM}}(\text{tot})$) a $z = 0$. La barra de colores fue codificada con la masa total de los subhalos: los colores más oscuros indican masas menores mientras que los más claros indican masas mayores.	23
3.11.	Cociente entre la fracción de materia oscura calculado dentro de $2R_h$ y en todo el halo ($f_{\text{DM}}(2R_h)$ vs. $f_{\text{DM}}(\text{tot})$) a $z = 0.1$, $z = 0.4$, $z = 1$ y $z = 2$. Los colores más oscuros indican que los subhalos tienen baja masa, mientras que los colores más claros señalan subhalos masivos.	24
4.1.	$f_{\text{DM}}(2R_h)$ de los subhalos en función de su distancia halocéntrica a $z = 0$	27
4.2.	$f_{\text{DM}}(2R_h)$ de los subhalos en función de su distancia halocéntrica a $z = 0.1$, $z = 0.4$, $z = 1$ y $z = 2$	29
4.3.	Corte en masa: se consideran los subhalos con $10^9 M_{\odot} < M_* < 10^{10} M_{\odot}$ que pertenecen a halos cuya $M_{200} > 10^{13} M_{\odot}$. Se muestra la f_{DM} de dichos subhalos en función de la distancia al centro de sus respectivos halos a $z = 0$	30
5.1.	Evolución de la $f_{\text{DM}}(2R_h)$ y de las componentes de masa dentro del $2R_h$	36
5.2.	Evolución de la $f_{\text{DM}}(2R_h)$ y de las componentes de masa dentro del $2R_h$	37
5.3.	Evolución de la $f_{\text{DM}}(\text{tot})$ y de las componentes de masa total.	38
5.4.	Evolución de la $f_{\text{DM}}(2R_h)$ y de las componentes de masa.	38

ÍNDICE DE FIGURAS

5.5. Evolución de la $f_{\text{DM}}(\text{tot})$ y de las componentes de masa total.	39
5.6. Evolución de la f_{DM} de la DMDG con ID= 758 a $z = 0$, considerando la masa contenida dentro del $2R_h$ y la masa total.	40

Índice de tablas

2.1. Clasificación de las partículas que componen los <i>snapshots</i> de las simulaciones IllustrisTNG.	6
3.1. Población de galaxias deficientes en materia oscura en su región central, en los distintos z analizados.	16
3.2. Población de DMDGs en los distintos z analizados, considerando la totalidad de la masa del subhalo.	17
4.1. Masa total de los halos anfitriones más masivos en los distintos z analizados.	28
4.2. Población de subhalos deficientes en materia oscura en su región central, en los halos más masivos presentes en los z analizados.	28
4.3. Valores del R_{200} del halo más masivo en los distintos z	28
5.1. Cantidad de fusiones que sufrieron las DMDGs mencionadas.	41

Capítulo 1

Introducción

La presente tesis se enmarca en un proyecto de investigación que pretende estudiar la formación y evolución de galaxias que tienen una deficiencia en materia oscura. Resulta interesante estudiar este tipo de galaxias, observadas recientemente, ya que desafían al modelo cosmológico estándar. Esta encrucijada se debe a que, según este modelo, las estructuras presentes en el Universo se forman en pozos de potencial que, a su vez, fueron formados por materia oscura. Por ende, las galaxias contendrían una gran cantidad de materia oscura, la cual es la componente de materia que las domina.

El objetivo general de esta tesis es estudiar la población de galaxias deficientes en materia oscura en simulaciones magneto-hidrodinámicas modernas. Las simulaciones utilizadas en este trabajo fueron calculadas dentro del modelo cosmológico estándar y siguen en detalle la evolución de la materia oscura y bariónica. La caracterización de esta población, tanto en masa, como en ambiente al cual pertenecen, contribuye a discernir si el modelo cosmológico actual es capaz de explicar las observaciones de galaxias deficientes en materia oscura, a la vez que permite explorar los canales evolutivos que podrían ser responsables de su formación.

1.1. Contexto

En el modelo Λ CDM, la materia oscura es la componente de materia que domina en el Universo, y la formación de estructuras ocurre a partir del colapso gravitacional de los halos de materia oscura. Las galaxias se forman dentro de los mismos, en un proceso que involucra muchos efectos bariónicos diferentes. En este modelo estándar, se espera que los halos estén dominados por materia oscura, especialmente los halos de baja masa. En efecto, se espera que las galaxias poco masivas estén dominadas por materia oscura, aún en su región central. La materia oscura interactúa sólo gravitacionalmente y su existencia, además de la existencia de la materia bariónica, permite explicar la alta velocidad de rotación del gas y de las estrellas a grandes radios galácticos, el movimiento de las galaxias satélite, y también se requiere para que los cúmulos de galaxias se mantengan unidos.

Curiosamente, observaciones recientes sugieren que algunas de estas galaxias poco masivas podrían tener una fracción de materia oscura muy baja. Distintos trabajos realizados utilizan diferentes observables para determinar la deficiencia de materia oscura de estas galaxias, pero en todos ellos se utilizan métodos dinámicos para determinarlos. Por ejemplo, [Guo et al. \(2020\)](#) reportaron 19 galaxias enanas que podrían estar formadas principalmente por bariones hasta radios mucho mayores que el radio que incluye a la mitad de la masa estelar ($r_e \approx 1kpc$), y de las cuales 14 se encuentran en ambientes muy poco densos aisladas de otras galaxias. En este trabajo, el observable que utilizan es la dinámica del HI. Previamente, dos galaxias enanas con poco contenido de materia oscura fueron reportadas en ambientes de grupos:

1. Introducción

NGC1052-DF2 (van Dokkum et al., 2018a,b) y NGC1052-DF4 (van Dokkum et al., 2019). El observable que fue utilizado en este caso es la dinámica de los cúmulos globulares de los sistemas analizados. Ambas galaxias fueron clasificadas como galaxias ultra difusas (UDGs) y generan una gran controversia puesto que no deberían tener como componente dominante de materia a la materia bariónica. Sin embargo, Montes et al. (2020) presentaron evidencia observacional a favor del escenario que plantea que la materia oscura ha sido arrancada de la galaxia enana NGC1052-DF4 debido a interacciones de marea con su galaxia vecina NGC1035.

Mientras que por el lado observacional la existencia de galaxias deficientes en materia oscura (DMDGs) no está completamente establecida, se han realizado algunos trabajos desde el punto de vista teórico, a través de simulaciones numéricas, para intentar esclarecer si su existencia es factible dentro del marco del modelo estándar, y cuáles podrían ser los posibles canales de formación. Jing et al. (2019) exploraron las DMDGs usando dos simulaciones hidrodinámicas: los proyectos EAGLE (Schaye et al., 2015; Crain et al., 2015) e Illustris (Genel et al., 2014; Vogelsberger et al., 2014). Se concentraron en las galaxias satélite con masas estelares dentro del rango $10^9 M_\odot/h < M_* < 10^{10} M_\odot/h$ en grupos con $M_{200} > 10^{13} M_\odot/h$. Shin et al. (2020) utilizaron simulaciones de alta resolución para explorar la posibilidad de que las DMDGs sean producto de la colisión de dos galaxias enanas ricas en gas con una alta velocidad relativa. En este escenario, como resultado de la colisión, la materia oscura se separaría del disco de gas caliente que consecuentemente se comprimiría por choques e interacciones de marea para formar estrellas. Sin embargo, estos autores no encontraron evidencia de que estos tipos de colisiones sean realmente los causantes de las DMDGs en la simulación TNG100-1 del proyecto IllustrisTNG.

1.2. Objetivos

El objetivo de este trabajo de tesis es estudiar la población de galaxias deficientes en materia oscura (DMDGs) en simulaciones hidrodinámicas, para caracterizar su distribución en número y en masa, tanto a bajo como a alto corrimiento al rojo (z). El objetivo general es entender los procesos que llevan a su formación, y contribuir al entendimiento de las observaciones que indican que algunas galaxias enanas presentan menos materia oscura de la que se predice según los modelos de formación y evolución de galaxias y de la estructura a gran escala del Universo.

Se busca analizar de una manera más completa la existencia de DMDGs en las simulaciones hidrodinámicas disponibles, en particular en la simulación IllustrisTNG (Nelson et al., 2019), que es una versión actualizada de las simulaciones ILLUSTRIS. Para eso, se seleccionarán las galaxias deficientes en materia oscura en la simulación, y se hará un estudio caracterizando la población. Se analizará la población de DMDGs en el halo más masivo (a distintos z y considerando la pérdida de materia oscura en los subhalos) y su distribución espacial dentro del mismo. Luego se considerará un corte en masa para los halos anfitriones, y un rango de masa para los subhalos (halos satélites) y analizamos de manera global la distribución radial. Este corte en masa se realizará para poder comparar los resultados obtenidos con aquéllos mostrados en Jing et al. (2019). Sin embargo, esta tesis no se restringe a la comparación de resultados sino que se estudiarán también la totalidad de los halos y subhalos presentes distintos *redshifts*, a diferencia del trabajo mencionado, en el que solamente se analizan los halos y subhalos de determinada masa y a $z = 0$. Se estudiará, a su vez, el cociente entre el número de DMDGs y el total de satélites, y se analizará si las DMDGs se matienen deficientes en materia oscura al considerar la masa total del halo, en lugar de la masa en la zona “central”, como se explica más adelante en esta tesis. Finalmente, se intentará hacer una

conexión evolutiva entre las diferentes componentes de materia de las DMDGs a distintos z , para buscar pistas sobre los posibles canales evolutivos de estas galaxias.

1.3. Simulaciones utilizadas

El proyecto IllustrisTNG es un conjunto de simulaciones que representan el ‘estado del arte’ en simulaciones hidrodinámicas cosmológicas de formación de galaxias. En ellas se estudia la evolución de diferentes componentes (materia oscura, gas, masa estelar, agujeros negros). Este conjunto de simulaciones tiene alta resolución en masa para todas las clases de partículas. Hay tres cajas de simulaciones disponibles, cuyos volúmenes cúbicos son aproximadamente de 50, 100 y 300 Mpc/h de lado.

En este trabajo se utilizaron los datos de TNG100-1 a distintos corrimientos al rojo para estudiar las DMDGs. La simulación elegida tiene un volumen comóvil de $(106.5Mpc)^3$, y contiene 1820^3 partículas de materia oscura y 1820^3 celdas de gas. La masa de las partículas de materia bariónica y oscura son de $1.4 \times 10^6 M_\odot$ y $7.5 \times 10^6 M_\odot$ respectivamente.

Para poder trabajar con las bases de datos y las funciones predefinidas de IllustrisTNG se utilizó *JupyterLab*. Ésta es una interfaz que permite programar y correr los programas en computadoras y servidores externos, para luego descargar directamente los archivos con los datos, resultados y gráficos obtenidos. El lenguaje de programación utilizado para la realización de este trabajo es *Python*, y la librería que contiene las funciones previamente definidas en *JupyterLab* que permiten obtener datos de los halos y subhalos para su posterior análisis se llama *illustris_python*, la cual está programada en dicho lenguaje.

La tesis está organizada de la siguiente manera:

- En el capítulo 2 se introducen algunas definiciones y fórmulas que fueron utilizadas para obtener datos como, por ejemplo, la fracción de materia oscura (f_{DM}).
- En el capítulo 3, se estudia en detalle la población de DMDGs. En particular, se calcula la función de masa de halos y subhalos a distintos *redshifts*, y la función de masa de las DMDGs. Luego se estudia la fracción de materia oscura en función de la masa del subhalo (tanto la masa total como aquella contenida en la región central del subhalo), y se analiza en qué casos las galaxias que resultan ser DMDGs al estudiar su masa central siguen siéndolo cuando se tiene en cuenta la materia total que compone al subhalo.
- En el capítulo 4 se presenta el análisis de la cantidad y de la distribución espacial de las DMDGs realizado considerando el halo anfitrión más masivo a diferentes *redshifts*. Luego, se reproduce este mismo análisis a $z = 0$ pero considerando un corte en masa para los halos anfitriones y un determinado rango de masa de los subhalos satélite.
- En el capítulo 5 se presenta el análisis realizado para el estudio de la evolución de las DMDGs encontradas y se plantea un posible escenario que podría explicar su formación.
- Finalmente, en el capítulo 6 presentamos tanto las conclusiones como las perspectivas y el trabajo que puede plantearse a futuro dentro de este tema de investigación.

Capítulo 2

Metodología

En esta tesis utilizamos los resultados de la simulación IllustrisTNG. Ésta cuenta con 100 *snapshots* (numerados cronológicamente del 0 al 99) para cada corrida, los cuales se corresponden cada uno con un valor de z diferente. A diferencia de la simulación Illustris, en TNG se tienen dos tipos de *snapshots* diferentes: el ‘full’ y el ‘mini’. Ambos abarcan el volumen completo de la caja, pero los *snapshots* ‘mini’ tienen solamente un subconjunto disponible de campos (*fields*) de las partículas, siendo estos últimos los que almacenan información concerniente a distintas características de las partículas. En TNG hay veinte *snapshots* ‘full’, mientras que los 80 restantes son ‘mini’. Además, para cada *snapshot* se puede conocer su factor de escala correspondiente. Cada *snapshot* se almacena en una serie de archivos más pequeños que son más fáciles de manipular, y el número de estos archivos para cada *snapshot* es diferente para las distintas corridas.

Las partículas de cada *snapshot* están organizadas de acuerdo a su membresía a los grupos o subgrupos que se encuentran en éstos. Los algoritmos que se utilizan para determinar los grupos o subgrupos son el *Friend of friends* (FoF) y el *Subfind* respectivamente (Springel et al., 2001). Los halos anfitriones de cada *snapshot* son reconocidos por el algoritmo FoF mientras que, de tener subestructuras (subhalos), éstas serán reconocidas por el algoritmo Subfind. De todos los subhalos pertenecientes a un mismo halo anfitrión, se pueden identificar un subhalo central y los subhalos que serán satélites de éste. Todas las estructuras (halos y subhalos) están ordenadas por su masa, de mayor a menor, en todos los *snapshots*.

Hay un catálogo de grupo asociado a cada *snapshot*, el cual incluye tanto a los objetos FoF como a los Subfind. Cada catálogo de grupo es un archivo *HDF5* y contiene los siguientes grupos: *Encabezado*, *Grupo* y *Subhalo*. Para evitar confusiones, se adoptará de acá en más la siguiente terminología cuando se haga referencia a los distintos tipos de objetos:

- ‘Grupo’, ‘Grupo FoF’ y ‘Halo FoF’: todos hacen referencia a los halos anfitriones.
- ‘Subgrupo’, ‘Subhalo’ y ‘Grupo Subfind’: todos hacen referencia a los subhalos.
- ‘Subgrupo primario’ y ‘Subgrupo central’: hacen referencia al subgrupo más masivo de cada halo.
- ‘Subgrupos secundarios’ y ‘Subgrupos satélite’: hacen referencia al resto de los subgrupos que se encuentran dentro del mismo halo que el subgrupo central.

Notar que ‘Subgrupo’ y ‘Subhalo’ se emplearán como sinónimos, por lo que es posible hacer referencia a subhalos primarios, centrales, secundarios y satélite.

Para cada tipo de objeto se puede obtener información acerca de su posición, velocidad, masa, entre otros. La información correspondiente a las distintas características de cada

2. Metodología

grupo o subgrupo se almacena en campos (*fields*), que consisten en arreglos (*vectores*) cuyas componentes se corresponden con los respectivos datos. Todos los campos disponibles (tanto para los grupos como para los subgrupos) se pueden encontrar listados en la página web de la simulación IllustrisTNG.

Las partículas que se encuentran en los *snapshots* conformando grupos, subgrupos o medio circundante están clasificadas según su tipo. Hay cinco clases de partículas diferentes:

Tipo	Partícula
0	gas
1	materia oscura
3	trazadores
4	masa estelar y partículas de vientos
5	agujeros negros

Tabla 2.1. Clasificación de las partículas que componen los *snapshots* de las simulaciones IllustrisTNG.

2.1. Variables

2.1.1. Campos disponibles para los halos

Un **halo de materia oscura** es una estructura cosmológica que se habría desacoplado de la expansión cósmica y que contiene materia que está unida gravitacionalmente.

Es importante destacar la diferencia con un **halo galáctico**, el cual es una componente extendida y aproximadamente esférica de una galaxia que se extiende más allá de la región principal que tiene materia visible. En las galaxias espirales es más notoria la distinción entre el halo y el resto de la galaxia, ya que se puede apreciar el contraste entre la estructura esférica del mismo y la forma de disco que tiene la región central de la galaxia. En las galaxias elípticas no es tan fácil de distinguir estas regiones ya que la forma que tienen ambas es similar.

Los campos de los grupos se obtienen con un algoritmo *friend-of-friends* (FoF) estándar, con una distancia de enlace (*linking length*) de $b = 0.2$. Este algoritmo se corre sobre las partículas de materia oscura. Así, los demás tipos de partículas (gas, estrellas, agujeros negros) están anexados al mismo grupo dependiendo de la partícula de materia oscura más cercana.

Los campos utilizados en el análisis de los grupos en este trabajo son:

- **GroupFirstSub:** contiene el índice del subhalo en la tabla que contiene el grupo Subfind primario/más masivo dentro de este grupo FoF. Un grupo puede no tener subgrupos, por lo que, si este valor es igual a -1, el grupo FoF no tendrá subhalos.
- **GroupMass:** contiene la suma de las masas individuales de cada partícula y de cada tipo de un mismo grupo.
- **GroupMassType:** contiene la suma de las masas individuales de cada partícula, separadas en 6 clases diferentes, de un mismo grupo. *Nota:* las partículas que conforman los vientos están incluidas en el tipo 0 (gas) para este campo.
- **GroupNsubs:** contiene la cantidad total de grupos Subfind dentro de este grupo FoF.
- **GroupPos:** contiene la posición espacial dentro de la caja periódica (de la partícula con con la mínima energía potencial gravitacional) en la simulación. Estas coordenadas son comóviles.

- `Group_M_Crit200`: contiene la masa total del grupo contenida en una esfera cuya densidad media es 200 veces la densidad crítica del Universo, en el momento en el que se considera el halo.
- `Group_R_Crit200`: contiene el radio comóvil de una esfera centrada en el `GroupPos` del grupo, cuya densidad media es 200 veces la densidad crítica del Universo en el momento en el que se considera el halo.

Para obtener estas variables se utilizaron las funciones ‘*Halos*’ y ‘*Single*’ de la librería *illustris_python*. La función ‘*Halos*’ requiere la especificación de la simulación que se desea utilizar, el número de *snapshot* en el cual se quiere estudiar a los halos y los campos que se desean obtener para dichos halos. En este trabajo de tesis se utilizó la simulación ‘*TNG100-1*’ tanto para estudiar los halos como para estudiar los subhalos. Al utilizar esta función se estará considerando a todos los halos que se pueden identificar en el *snapshot* indicado. En cuanto a la función ‘*Single*’, también se requiere la especificación de la simulación y del número de *snapshot* para utilizarla, pero ésta permite estudiar a los halos (y a los subhalos) individualmente, de manera que se debe indicar el número de identificación (ID) del halo que se quiere analizar.

2.1.2. Campos disponibles para los subhalos

Los halos de materia oscura pueden contener varios grumos (*clumps*) de materia oscura virializados que se mantienen unidos gracias a la gravedad, los cuales son denominados **subhalos**.

Los campos de los subgrupos se obtienen con el algoritmo Subfind, considerando algunas modificaciones para agregar propiedades bariónicas adicionales en el mismo a cada entrada del subhalo. Los subgrupos generalmente son equivalentes a las galaxias en lo que concierne a la simulación. Se puede identificar una galaxia central en cada halo, junto con sus galaxias satélites (o subgrupos satélites).

Los campos utilizados en este trabajo para el análisis de los subgrupos son:

- `SubhaloGrNr`: contiene el índice del grupo en la tabla de los anfitriones FoF del subhalo seleccionado.
- `SubhaloMass`: contiene la masa total de todas las partículas (de todas las clases) que conforman al subhalo. *Nota*: las partículas que pertenecen a subhalos del subgrupo analizado no se consideran en esta variable.
- `SubhaloMassType`: contiene la masa total de todas las partículas que conforman al subhalo, separadas por clase. Las partículas que pertenecen a subhalos del subgrupo analizado no se consideran en esta variable. *Nota*: las partículas que conforman vientos están incluidas en el tipo 0 (gas) para esta variable.
- `SubhaloMassInRad`: contiene la suma de las masas de todas las partículas dentro del doble del radio que contiene la masa estelar (*twice the stellar half mass radius; $2R_h$*) del subgrupo.
- `SubhaloMassInRadType`: contiene la suma de las masas de todas las partículas (separadas por clase) dentro del doble del radio que contiene la masa estelar.
- `SubhaloPos`: contiene la posición espacial dentro de la caja periódica (de la partícula con la mínima energía potencial gravitacional) en la simulación. Estas coordenadas son comóviles.

Las funciones de la librería *illustris_python* utilizadas para la obtención de estas variables fueron ‘*Subhalos*’ y ‘*Single*’. Análogamente a la función ‘*Halos*’ ya mencionada, ‘*Subhalos*’ requiere que se indique cuál es la simulación a utilizar, cuál es el número de *snapshot* y cuáles son los campos que se quieren obtener. Esta función también considera todos los subhalos que se encuentren en el mismo *snapshot*. Con respecto a la función ‘*Single*’, en este caso se deberá indicar el ID del subhalo que se quiere estudiar (además de la simulación y del número de *snapshot*).

Los arreglos correspondientes a los subhalos (al igual que los correspondientes a los halos) se encuentran ordenados en forma decreciente según su masa, por lo que el ID= 0 será el identificador del subhalo más masivo, el ID= 1 lo será del segundo subhalo más masivo, y así sucesivamente para cada *snapshot*. Los subhalos no necesariamente conservarán el mismo ID si se los analiza en *snapshots* diferentes. La cantidad de elementos en el arreglo entre el identificador ID= 0 del halo más masivo a un determinado *snapshot* y el ID correspondiente al segundo halo más masivo en ese mismo *snapshot* será la cantidad de subhalos satélite que tiene el halo central más masivo.

Por ejemplo, en el *snapshot* 99 (correspondiente a $z = 0$), el ID del halo más masivo es 0 mientras que el ID del segundo halo más masivo es 17,185. Por lo tanto, el halo con ID= 0 tiene 17,184 subhalos satélite, cuyos IDs serán aquellos comprendidos entre los IDs del halo más masivo y del segundo halo más masivo.

2.2. Fracción de materia oscura (f_{DM})

La materia oscura es la componente dominante en la mayoría de las galaxias y, al menos hasta hace algunos pocos años, no se planteaba la existencia de galaxias cuyo porcentaje de materia bariónica fuera mayor al porcentaje de materia oscura. Sin embargo, observaciones recientes (van Dokkum et al., 2018a,b, 2019) han presentado galaxias que estarían conformadas mayormente por materia bariónica, ya que su fracción de materia oscura es muy baja.

La **fracción de materia oscura** se define como el cociente entre la masa correspondiente a la materia oscura y la masa total de una galaxia: $f_{\text{DM}} = \frac{M_{\text{DM}}}{M_{\text{tot}}}$.

Las **galaxias deficientes en materia oscura** (DMDGs) se definen entonces como aquellas galaxias cuya f_{DM} es menor al 50%. Esta definición está de acuerdo con la definición dada en Jing et al. (2019).

La fracción de materia oscura analizada en este trabajo fue calculada a partir de la masa que los subhalos contienen dentro del doble del radio que contiene la mitad de la masa estelar ($2R_h$), así como también a partir de la masa total de los mismos. El valor que se obtenga al calcularla de una manera no tiene por qué coincidir con aquél obtenido al calcularla de la otra forma, puesto que la masa considerada en el cociente puede no ser la misma para un caso que para otro. Los campos utilizados para calcular la fracción de materia oscura considerando la materia dentro del $2R_h$ de las galaxias satélites en cada halo anfitrión analizado fueron ‘*SubhaloMassInRadType*’ y ‘*SubhaloMassInRad*’, mientras que para el cálculo realizado con la masa total se utilizaron los campos ‘*SubhaloMassType*’ y ‘*SubhaloMass*’. Como solamente se requería la masa correspondiente a la materia oscura de las galaxias, se utilizó el tipo 1 en las variables ‘*SubhaloMassInRadType*’ y ‘*SubhaloMassType*’.

En el caso de que un subhalo no cuente con la suficiente cantidad de partículas de tipo 4 (estrellas) como para definir un radio que contenga la mitad de esta masa, se tendrá que el R_h estelar es 0 y, por consiguiente, $2R_h = 0$. Por ende, el valor de las variables ‘*SubhaloMassInRadType*’ y ‘*SubhaloMassInRad*’ serán nulos, ya que así están definidas en la simulación utilizada para el caso de que el R_h no se pueda definir. Sin embargo, esto no implica que los R_h correspondientes al gas, a la materia oscura o a los agujeros negros sean nulos también, ya

que éstos estarán definidos en función de dichas componentes y no de la cantidad de partículas de tipo 4 que estén presentes en el subhalo. De todas formas, éstos no serán considerados en el análisis realizado en este trabajo.

Capítulo 3

Caracterización

Caracterizar las poblaciones de los subhalos permite estudiar el ambiente en el que éstos se encuentran y permite inferir propiedades de los mismos. En este caso, resulta de particular interés conocer la distribución de masa total y la distribución de masa de materia oscura de los subhalos, ya que esta última juega un rol importante en la caracterización de las DMDGs. Según el modelo cosmológico estándar, los subhalos se habrían formado en ambientes ricos en materia oscura, por lo que deberían contar con un halo de materia oscura que se extienda más allá de su zona central. Se espera que esta componente de materia sea la que domina en el Universo y, pese a que en escalas más pequeñas es menos importante, aún las galaxias poco masivas deberían estar dominadas por materia oscura en sus regiones centrales.

Surge así la necesidad definir una escala de tamaño que haga referencia a la región central de los subhalos. El radio que contiene la mitad de la masa estelar (*half-mass stellar radius*) de un subhalo es, por lo tanto, un buen candidato para definir dicha región. Una estimación del tamaño de la región central donde se encuentra la masa estelar del subhalo (la galaxia) está dada por el doble de este radio ($2R_h$); solamente si el perfil del subhalo es muy extendido quedará fuera de esta región una cantidad de materia que, en comparación a la cantidad que está incluida, será pequeña. Con este concepto del $2R_h$ en mente, se debe hacer una distinción entre el estudio de la masa total y el estudio de la masa contenida dentro de $2R_h$. En este trabajo, se definieron las DMDGs como aquellas deficientes en materia oscura dentro del $2R_h$, pero también se analizó qué sucede con la fracción de materia oscura si se tiene en cuenta la masa total del subhalo. Como se mostrará más adelante, en algunos casos el subhalo sigue siendo deficiente en materia oscura, pero en otros casos, cuando se considera la masa total, no lo es.

3.1. Halos

En el *snapshot* correspondiente a $z = 0$ se puede encontrar un total de 6,291,349 halos anfitriones. Para obtener su distribución de masa, es necesario obtener la masa total de cada uno. Para esto se trabajó con la variable ‘*GroupMass*’ (ver Sec. 2.1.1 para su definición).

La **función de masa de galaxias** es una función que describe la distribución de masas para una población de galaxias, es decir, cuántas galaxias hay en cada intervalo de masa. En lo que concierne a este trabajo, para poder estudiar y entender las poblaciones de DMDGs a distintos *redshifts* es necesario conocer la distribución de masa tanto de los grupos como de los subgrupos. Es por este motivo que se obtuvieron las funciones de masa de los halos (FoF) y de los subhalos a distintos *redshifts*, en los cuales se buscaron posteriormente las DMDGs.

Una vez que se almacenó la información concerniente a la masa de todos los halos hallados a $z = 0$, se procedió a graficar un histograma en el cual se refleja la función de masa de los

3. Caracterización

mismos.

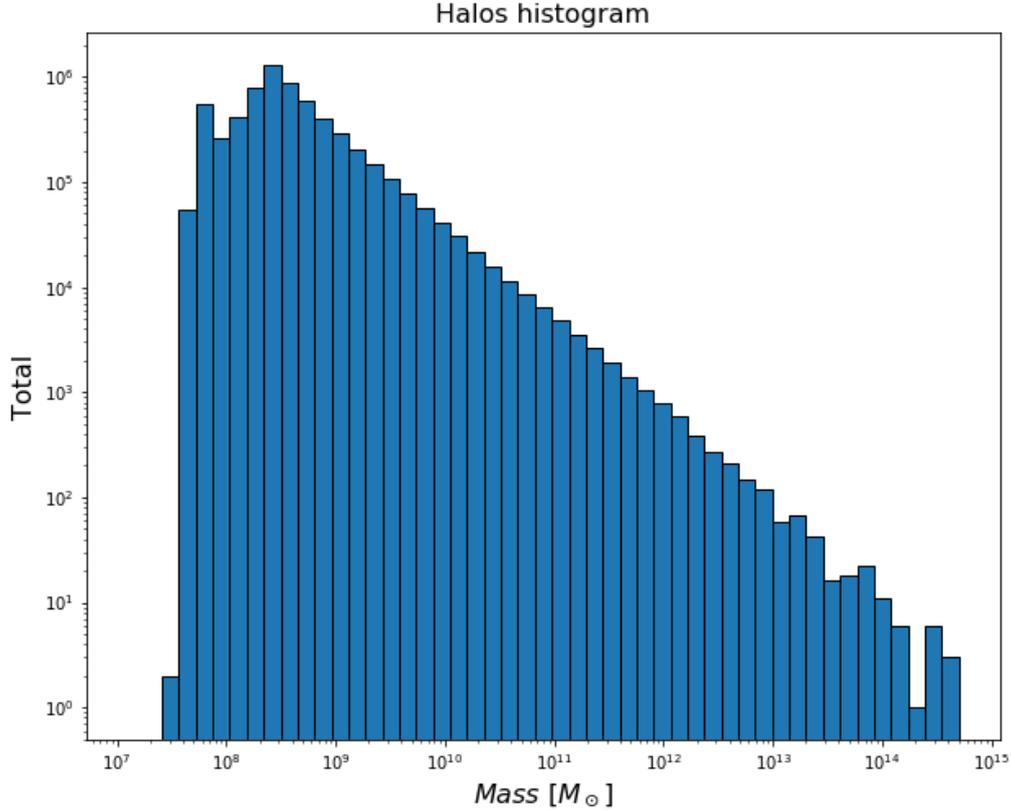


Figura 3.1. Distribución de masa total de todos los halos anfitriones a $z = 0$.

Como resultado se observan dos decrecimientos: por un lado, para masas menores a $\sim 2 \times 10^8 M_{\odot}$, la cantidad de halos decrece abruptamente y esto es debido a la incompletitud de la simulación usada (debido a la resolución en masa, hay una probabilidad no nula de no detectar los halos menos masivos). Por otro lado, en el extremo superior de masas, se tiene el decrecimiento esperado con forma de ley de potencias, el cual se debe a que los halos más masivos son menos abundantes dado que la formación de estructuras en el Universo es jerárquica, por lo que se forman primero los halos más pequeños, y luego los más grandes. En la Fig. 3.1 se muestra dicho comportamiento.

Este análisis permite caracterizar la población de halos presentes a $z = 0$. Del mismo se puede deducir que habrá mucha más cantidad de halos anfitriones poco masivos que muy masivos. En efecto, a partir de los datos obtenidos, se pudo calcular la cantidad de halos anfitriones que poseen una masa mayor a $10^{13} M_{\odot}$ y se obtuvo que solamente 203 halos cumplen esta condición. Aquellos halos anfitriones muy masivos serán los que contengan la mayor cantidad de subhalos, mientras que los halos poco masivos contarán con pocos subhalos. Puede darse el caso también en el que, de ser un halo de muy baja masa, no contenga subestructuras.

El análisis de la función de masa total de los halos anfitriones se reprodujo también para otros *redshifts*; en particular, analizamos la misma a $z = 0.1, 0.4, 1$ y 2 . Para el caso de $z = 0.1$ se obtuvo que en total hay 6,396,059 halos anfitriones. En $z = 0.4$ hay un total de 6,529,597

halos anfitriones. Para $z = 1$ se obtuvo que hay un total de 6,736,881 halos anfitriones. Por último, en $z = 2$ hay 6,864,573 halos anfitriones presentes. En la Fig. 3.2 se pueden observar las distribuciones de masa obtenidas para los halos en todos los *redshifts* considerados. Como era de esperar, se puede notar que, a valores de z cada vez más altos, el límite superior de masas alcanza valores más pequeños que para *redshifts* más bajos, ya que para estas épocas aún no se han formado halos con tanta masa. Como fue mencionado más arriba, esto se debe a que la formación de estructuras en el Universo sigue una formación jerárquica: primero se forman los objetos más pequeños y luego se irán formando objetos cada vez más grandes a medida que los primeros vayan fusionándose con otros. Efectivamente, a medida que se consideran tiempos más tardíos (z más bajos), el número de halos anfitriones va disminuyendo, debido a las fusiones que se producen entre los halos. Asimismo, es importante destacar que la mayoría de esos halos anfitriones son de baja masa, y no poseen subestructura.

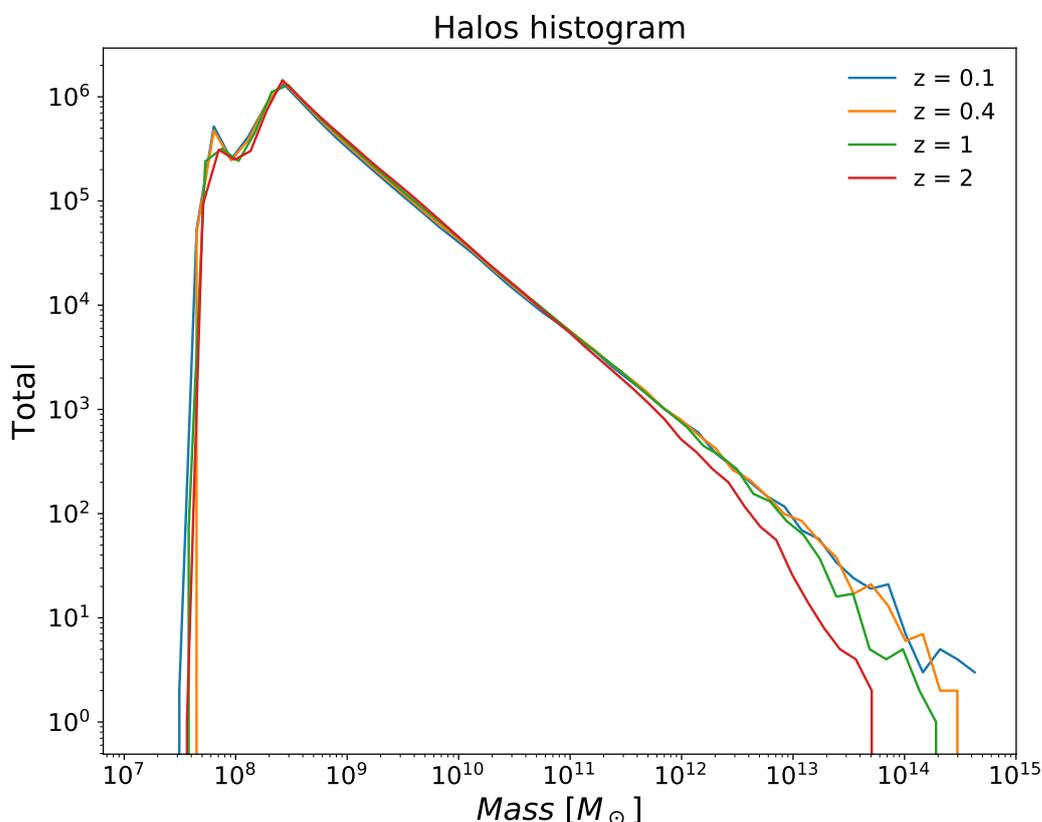


Figura 3.2. Distribución de masa total de todos los halos a $z = 0.1$, $z = 0.4$, $z = 1$ y $z = 2$.

Resulta interesante también analizar la función de masa correspondiente solamente a la materia oscura de los halos que se encuentran a $z = 0$, ya que posteriormente se querrá analizar las poblaciones de galaxias que presenten una deficiencia de la misma. Si la mayor parte de la masa que conforma a los halos anfitriones es materia oscura, la función de masa total debería ser muy similar a la función de masa de materia oscura. Para estudiar esto se utilizó el tipo 1 de la variable '*GroupMassType*' (ver Sec. 2.1.1 para su definición), que es la que se corresponde con las partículas de materia oscura. El resultado se puede ver reflejado en la Fig. 3.3.

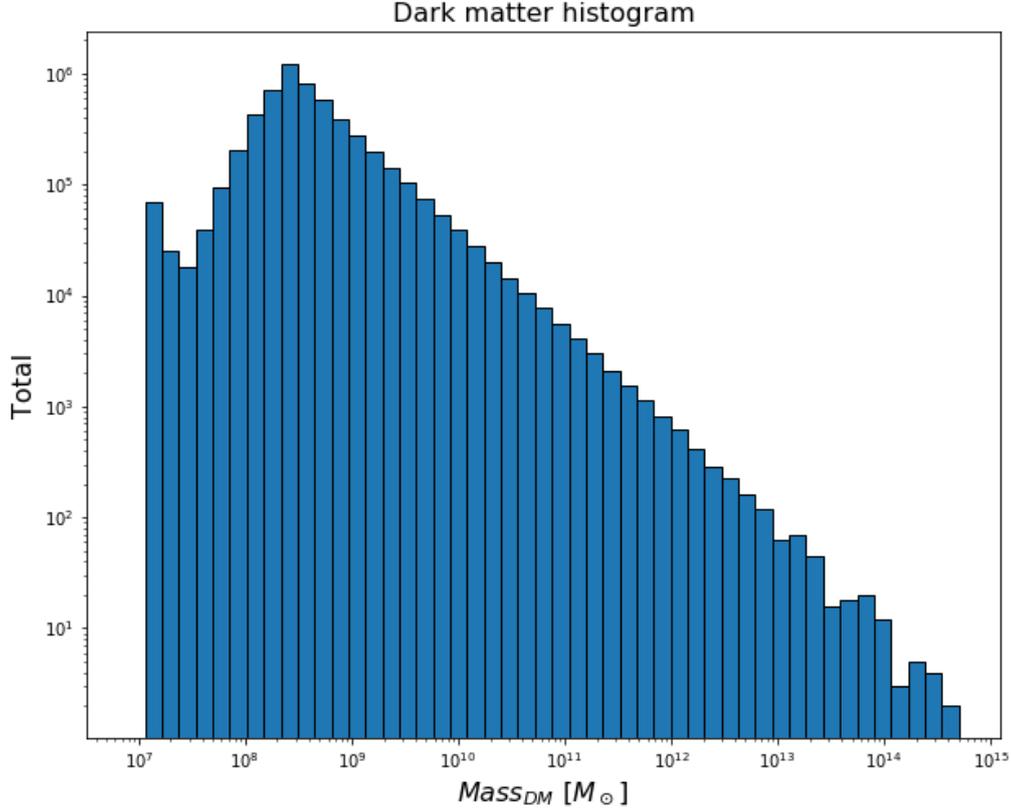


Figura 3.3. Distribución de la masa de materia oscura de todos los halos anfitriones a $z = 0$.

Se observa nuevamente el decrecimiento para los halos con baja masa (M_{DM}) debido a la incompletitud de la simulación y el decrecimiento para los halos masivos (M_{DM}) con forma de ley de potencias. Luego, se puede concluir que habrá muchos más halos de materia oscura poco masivos en comparación con la cantidad de halos de materia oscura masivos.

Este análisis se repitió para los *redshifts* previamente mencionados ($z = 0.1, 0.4, 1$ y 2). Las respectivas distribuciones de masa de materia oscura obtenidas se pueden observar en la Fig. 3.4.

Se puede notar que se tiene otra vez que la cantidad de masa correspondiente a materia oscura de los halos anfitriones será cada vez menor a medida que se los observa a valores de z más altos, debido a su formación jerárquica.

3.2. Subhalos

Habiendo estudiado la distribución de masa de los grupos FoF, se tiene un mejor panorama para poder entender y caracterizar las subestructuras que contienen. Estos grupos FoF pueden tener a su vez subgrupos. Sin embargo, no todos los grupos tendrán subestructuras asociadas. Por ejemplo, en el *snapshot* correspondiente a $z = 0$ se encontró que hay 3,430,706 de los 6,291,349 halos anfitriones presentes que tienen subestructuras. La cantidad de subhalos que se encontraron a dicho z es de 4,371,211, los cuales estarán distribuidos solamente entre los 3,430,706 grupos FoF que tienen subgrupos.

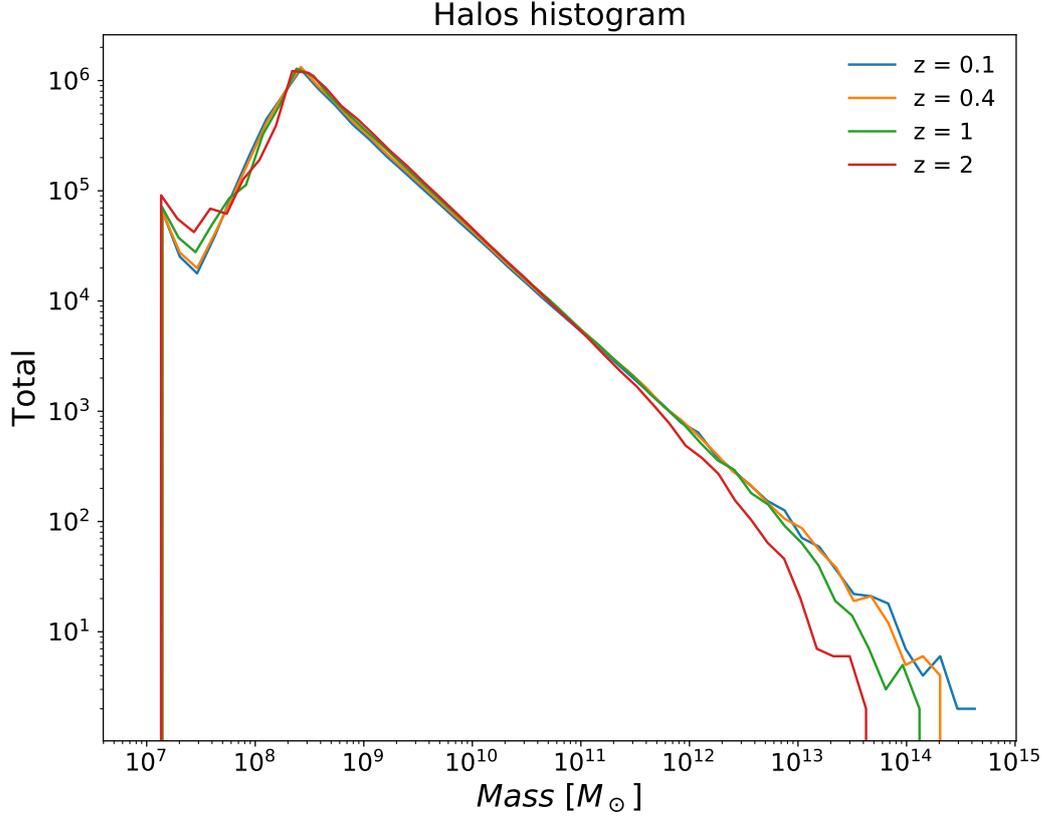


Figura 3.4. Distribución de masa de materia oscura de todos los halos anfitriones a $z = 0.1$, $z = 0.4$, $z = 1$ y $z = 2$.

Como fue mencionado en la Sec. 2.2, la f_{DM} de un subhalo se define como el cociente entre su masa de materia oscura y su masa total:

$$f_{DM} = \frac{M_{DM}}{M_{tot}}. \quad (3.1)$$

Esta f_{DM} puede ser calculada o bien considerando la masa contenida dentro del $2R_h$, o bien la masa total que compone al subhalo. En este trabajo se analizaron las f_{DM} calculadas de ambas maneras. Estudiar la f_{DM} contenida dentro del $2R_h$ permitirá comprender cómo se comporta la materia en la región central del subhalo, mientras que estudiar la f_{DM} a partir de la totalidad de su masa permitirá obtener conclusiones generales del objeto en estudio. Aquellos subhalos cuya f_{DM} sea menor al 50% serán deficientes en materia oscura, y esta deficiencia podrá presentarse dentro de la región central y/o en toda la galaxia (lo cual dependerá de si la $f_{DM} < 0.5$ solamente dentro del $2R_h$ o si, al considerar toda la masa, también lo es).

Así, para analizar si en los distintos *redshifts* considerados hay efectivamente poblaciones de DMDGs, se procedió a calcular la f_{DM} para todos los subhalos presentes en cada uno. Se debe tener en cuenta que la cantidad total de subhalos estudiados no será la misma si se considera la masa contenida dentro del $2R_h$ que si no se realiza dicha consideración. Esto es producto de que, al calcular la f_{DM} , se requerirá que el subhalo contenga masa total y masa de materia oscura dentro del $2R_h$ puesto que, de no ocurrir esto, el valor de la variable que

3. Caracterización

representa dichas masas será igual a 0 y el cociente no se puede definir.

De ahora en más, por simplicidad se hará referencia a la f_{DM} calculada dentro del $2R_h$ como $f_{\text{DM}}(2R_h)$, mientras que al cálculo realizado con la masa total se lo denotará $f_{\text{DM}}(\text{tot})$.

A partir de la variable ‘*SubhaloMassInRadType*’ (ver Sec. 2.1.2 para su definición) se obtuvo la masa dentro del $2R_h$ correspondiente a cada clase de partícula que componen a cada subhalo. En particular, se utilizó el tipo 1 por ser el correspondiente a las partículas de materia oscura. A su vez, se obtuvo también la masa total dentro de $2R_h$ para cada subhalo a partir de la variable ‘*SubhaloMassInRad*’. En el trabajo de [Jing et al. \(2019\)](#) se utilizaron estos campos para calcular la $f_{\text{DM}}(2R_h)$ y estudiar la población de DMDGs, por lo que posteriormente se podrán comparar algunos de los resultados presentados en dicho proyecto con algunos de los que fueron obtenidos en esta tesis.

Habiendo obtenido tanto la M_{DM} como la masa total dentro del $2R_h$ para cada subhalo, se calculó el cociente entre las mismas para así obtener la $f_{\text{DM}}(2R_h)$ de cada uno. Como para varios subhalos la masa correspondiente a la materia oscura o la masa total contenidas dentro del $2R_h$ eran nulas (por motivos explicados anteriormente), al calcular su cociente se obtuvo como resultado que sus $f_{\text{DM}}(2R_h) = 0$ o $f_{\text{DM}}(2R_h) = \text{NaN}$. En los lenguajes de programación, obtener como resultado de una operación el “valor” **NaN** significa que éste es un resultado imposible de calcular (como lo es el cociente entre ceros). Por lo tanto, los subhalos con estos valores de $f_{\text{DM}}(2R_h)$ fueron desestimados y se realizó el análisis con aquellos que no presentaban este problema. Esto ocurrió en todos los *redshifts* considerados.

Como la cantidad de subhalos a cada z es enorme, para poder filtrar los subhalos con f_{DM} nula o NaN se definieron **máscaras**. Las máscaras son herramientas de *Python* que permiten formar un arreglo a partir de una o más condiciones. Las componentes del arreglo que conforman la máscara tendrán como valor *verdadero* o *falso*, según si cumplen o no los requisitos utilizados en la definición de la misma. Luego, al aplicarle las máscaras a los arreglos que contienen las $f_{\text{DM}}(2R_h)$ de los subhalos, éstas permitirán formar nuevos arreglos con los subhalos cuyas $f_{\text{DM}}(2R_h) \neq 0$ y $f_{\text{DM}}(2R_h) \neq \text{NaN}$.

Al hacer esta nueva selección de subhalos a partir de las condiciones mencionadas, para $z = 0$ se obtuvo que hay 203,284 subhalos con $f_{\text{DM}}(2R_h) \neq 0$ y $f_{\text{DM}}(2R_h) \neq \text{NaN}$, a $z = 0.1$ hay 211,282, a $z = 0.4$ hay 235,400, 286,505 a $z = 1$ y, por último, hay 368,354 a $z = 2$. A cada arreglo que contenía las $f_{\text{DM}}(2R_h)$ de los subhalos que fueron analizados en cada *redshift*, se le aplicó una nueva máscara que fue definida con la siguiente condición: $f_{\text{DM}}(2R_h) < 0.5$. De esta manera se pudo obtener la cantidad de subhalos que son deficientes en materia oscura en su región central para cada z . Estos resultados pueden verse en la Tabla 3.1.

z	cantidad de DMDGs ($2R_h$)
0	2,402
0.1	2,431
0.4	2,808
1	3,185
2	2,532

Tabla 3.1. Población de galaxias deficientes en materia oscura en su región central, en los distintos z analizados.

Una vez estudiada la $f_{\text{DM}}(2R_h)$, para comprender si la deficiencia en materia oscura persiste al considerar toda la masa del subhalo, se procedió a calcular la $f_{\text{DM}}(\text{tot})$. Para ello se trabajó con los campos ‘*SubhaloMassType*’ (en particular con el tipo 1, ya que se corresponde con las partículas de materia oscura) y ‘*SubhaloMass*’ (ver Sec. 2.1.2 para sus

respectivas definiciones). Habiendo obtenido estos datos, se calculó el cociente para obtener la $f_{\text{DM}}(\text{tot})$. En este caso, no se presentaron subhalos $f_{\text{DM}}(\text{tot}) = \text{NaN}$, ya que al estar considerando la masa total que los compone no ocurrió nunca que el denominador M_{tot} se anulara. Sin embargo, en algunos pocos casos se obtuvo que $f_{\text{DM}}(\text{tot}) = 0$, debido a que el numerador sí se anulaba. La cantidad de DMDGs encontradas en cada *redshift* al realizar este análisis se puede observar en la Tabla 3.2.

z	cantidad de DMDGs
0	1,410
0.1	1,435
0.4	1,516
1	1,416
2	872

Tabla 3.2. Población de DMDGs en los distintos z analizados, considerando la totalidad de la masa del subhalo.

Como se puede notar al comparar ambas tablas, la cantidad de galaxias que presentan una deficiencia en materia oscura en su región central a distintos *redshifts* es mucho mayor a la cantidad de DMDGs que se obtienen si se considera la masa total que las compone. Esto es razonable ya que las galaxias se forman dentro de halos de materia oscura. Si bien el gas y la materia oscura estaban mezclados originalmente, a medida que se enfría el gas cae al centro del halo y forma estrellas. Es por ello que resulta natural que las galaxias posean un halo de materia oscura extendido, y no sólo materia oscura en su zona central (Wechsler & Tinker, 2018). Además, en la Tabla 3.1 se puede observar que el número de DMDGs al considerar la $f_{\text{DM}}(2R_h)$ aumenta a medida que se consideran *redshifts* más altos. Sin embargo, este incremento en la cantidad de DMDGs no es tan claro si se analizan los resultados presentados en la Tabla 3.2.

Para estudiar la proporción de galaxias con $f_{\text{DM}}(2R_h) < 0.5$ que tienen la mayor parte de su materia oscura dentro del $2R_h$, se procedió primero a calcular el cociente $\frac{M_{\text{DM}}(2R_h)}{M_{\text{DM}}(\text{total})}$ para todos estos subhalos. De obtener como resultado un valor próximo al 1, significaría que la mayor cantidad de la materia oscura que compone al subhalo se encuentra efectivamente dentro del $2R_h$, ya que sería comparable con la cantidad total de materia oscura del mismo. Al contrario, si se obtiene un valor próximo al 0 implicaría que la componente de materia oscura del subhalo no se encuentra en grandes proporciones dentro del $2R_h$. Los resultados obtenidos para $z = 0, 0.1, 1$ y 2 se muestran en la Fig. 3.5.

Se puede observar que la mayor parte de los subhalos deficientes en materia oscura en su región central tienen efectivamente casi la totalidad de su componente de materia oscura dentro del $2R_h$, puesto que la cantidad de subhalos cuyo cociente de materia oscura es ~ 1 es ampliamente mayor a la cantidad de subhalos cuyo cociente de materia oscura es bajo. La cantidad de subhalos con un pequeño porcentaje de materia oscura dentro del $2R_h$ aumenta si se consideran valores de z más altos.

Para analizar con mayor profundidad este comportamiento, se estudió el cociente de masa de materia oscura (dentro y fuera de $2R_h$) en función de la masa total de todos los subhalos considerados. El resultado para $z = 0$ se ve reflejado en la Fig. 3.6. Como se puede observar, hay una clara relación entre estas características de la muestra analizada: los subhalos menos masivos son aquéllos para los cuales la mayor parte de la materia oscura está dentro del $2R_h$, mientras que a medida que aumenta la masa del subhalo, se puede ver que la cantidad de materia oscura dentro de $2R_h$ no es tan significativa en comparación al total. Con una barra de color se indica la masa total del subhalo (colores más oscuros representan valores

3. Caracterización

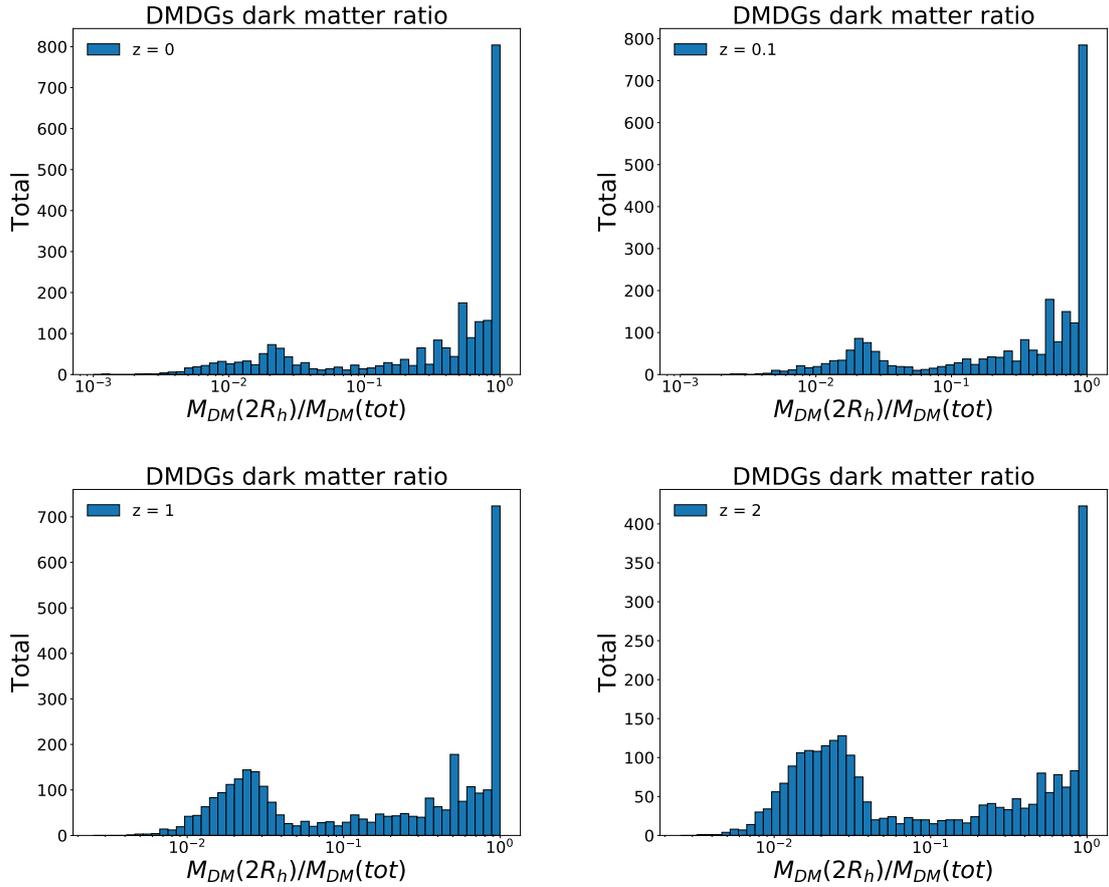


Figura 3.5. Cociente de masa de materia oscura ($\frac{M_{DM}(2R_h)}{M_{DM}(total)}$) de los subhalos que presentan una deficiencia en materia oscura, a $z = 0$, $z = 0.1$, $z = 1$ y $z = 2$. El eje x se muestra en escala logarítmica, mientras que el eje y está en escala lineal.

de masa menores). Los resultados obtenidos hasta ahora indican que muchos de los subhalos que presentan una deficiencia en materia oscura en su región central son poco masivos.

Como parte de la caracterización de las DMDGs se obtuvo la función de masa total de aquellos subhalos con deficiencia en materia oscura dentro del $2R_h$. Se encontró que no hay la misma cantidad de DMDGs de baja masa que de alta masa, y que hay una tendencia a que haya una mayor cantidad de estas galaxias en los rangos de masa mayores a valores de z más altos que a z más bajos. En otras palabras, hay una mayor cantidad de DMDGs masivas a altos *redshifts* que a bajos *redshifts*. Se puede notar también una clara bimodalidad a partir de los resultados obtenidos: ésta se debe al criterio utilizado para seleccionar las DMDGs, dado que en el análisis se tuvo en cuenta la masa de los subhalos que está contenida dentro de la región central. En efecto, para los subhalos más masivos se tiene la formación de una galaxia compacta en su centro, por lo que el $2R_h$ decrece y, entonces, la cantidad de materia oscura contenida allí dentro será menor. Además, en todos los *redshifts* analizados se encontró que la masa de estos subhalos abarca un amplio rango y no se limita solamente a bajas masas. En la Fig. 3.7 se pueden observar estos resultados para $z = 0, 0.1, 1$ y 2 .

Teniendo en cuenta cuántos subhalos deficientes en materia oscura hay en cada rango de masa, se procedió a calcular el cociente entre el número de DMDGs y el número total de subhalos satélite considerados, en cada rango de masa, para lo cual primero fue necesario calcular la función de masa de todos los subhalos considerados en los distintos *redshifts* (ver

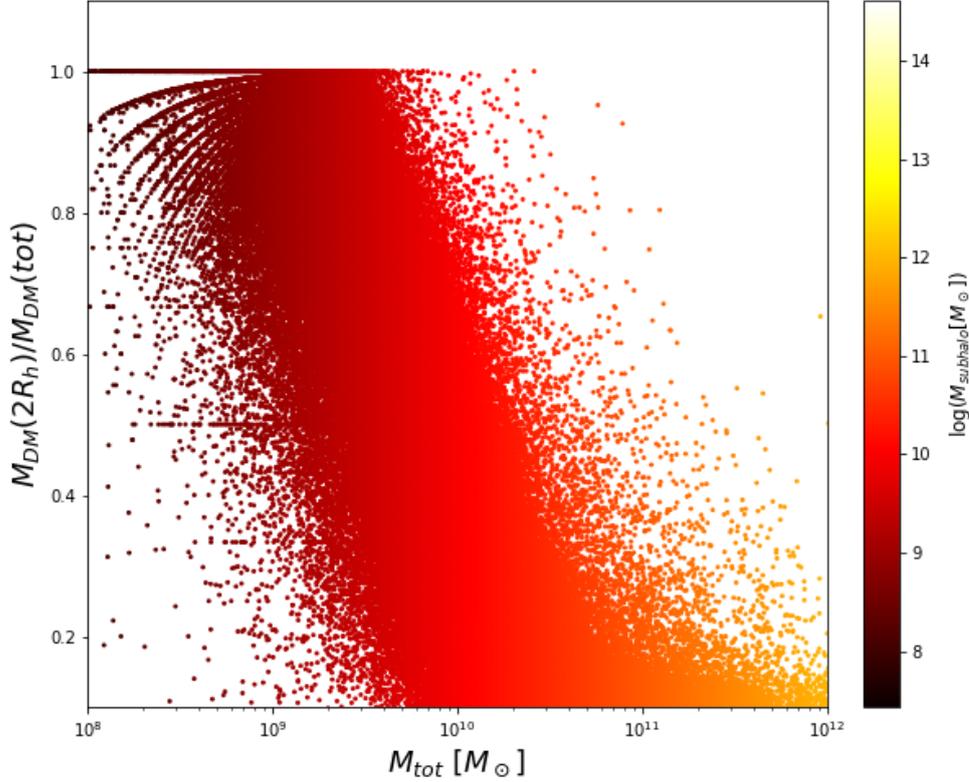


Figura 3.6. Cociente de masa correspondiente a la materia oscura dentro y fuera de $2R_h$ ($\frac{M_{DM}(2R_h)}{M_{DM}(total)}$), calculado para aquellos subhalos con R_h definido, en función de su masa total a $z = 0$. La barra de color fue codificada con la masa total correspondiente a los subhalos, para lograr una mejor visualización de la relación entre la misma y el valor obtenido al calcular el cociente.

Fig. 3.8). Si el resultado obtenido al calcular este cociente es próximo a 1, entonces la cantidad de DMDGs será comparable al número de subhalos total en un determinado rango de masas, mientras que de ser un valor pequeño se tendrá que la cantidad de subhalos es mucho mayor al número de DMDGs de esa masa.

Con los datos obtenidos a partir del cálculo de la función de masa de los subhalos satélite y aquéllos obtenidos para la población de DMDGs a distintos z , se puede calcular el cociente mencionado haciendo el cociente entre los dos histogramas. En la Fig. 3.9 se pueden observar los resultados hallados a $z = 0, 0.1, 1$ y 2 . Como se realizó el gráfico en escala logarítmica, se pueden observar cortes en algunos rangos de masa que son producto de que el cociente calculado se anula.

El crecimiento que se observa en todos los casos a partir de $\sim 10^{10}M_\odot$ se debe a que, como se puede ver en la Fig. 3.7, la cantidad de DMDGs con distintos valores de masa total se mantiene aproximadamente constante (las variaciones se mantienen dentro de un orden de magnitud), mientras que en el caso de la función de masa de los subhalos considerados, como se puede ver en la Fig. 3.8, hay un decrecimiento pronunciado en la cantidad de éstos que tienen masas mayores a $\sim 10^{10}M_\odot$ (varía cuatro órdenes de magnitud). Luego, al calcular el cociente, como la masa total de los subhalos considerados está en el denominador, el

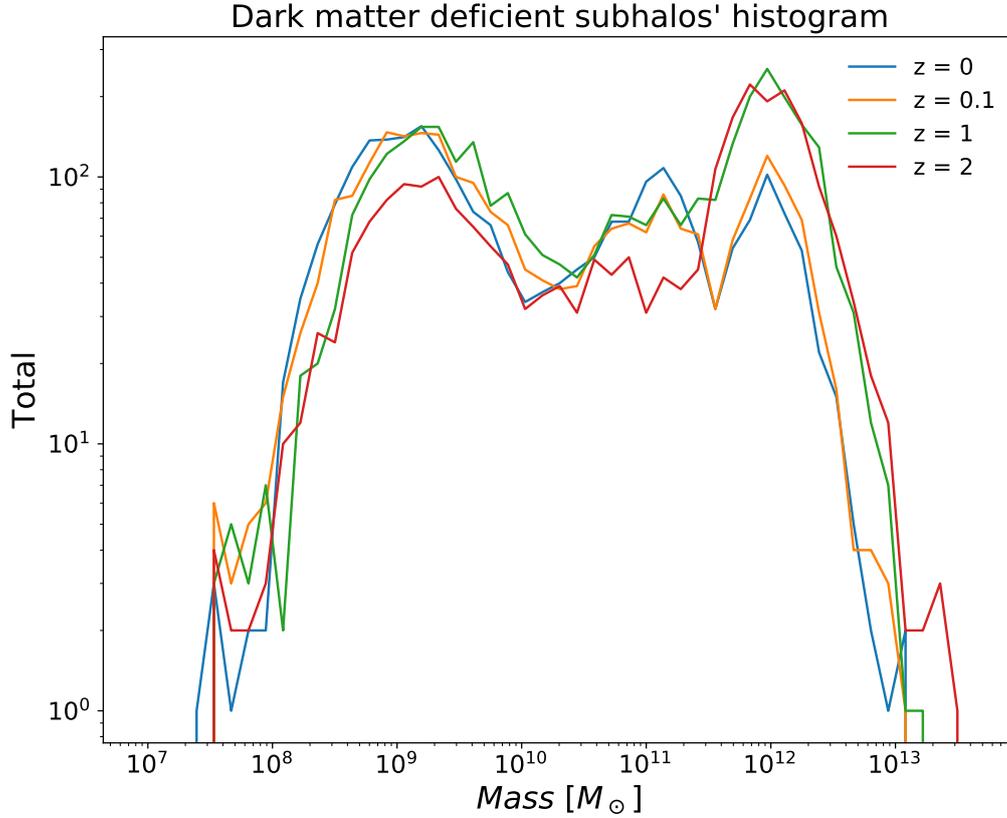


Figura 3.7. Función de masa total de todos los subhalos deficientes en materia oscura dentro del $2R_h$, a $z = 0$, $z = 0.1$, $z = 1$ y $z = 2$.

resultado obtenido será cada vez mayor a partir del valor de masa mencionado. Por otra parte, el decrecimiento que se observa también para todos los *redshifts* en los rangos de masa menores a $\sim 10^{10} M_\odot$ se debe nuevamente a que la cantidad de DMDGs con distintos valores de masa total se mantiene aproximadamente constante pero ahora se tendrá un incremento (también de cuatro órdenes de magnitud) en el número de subhalos presentes de dichas masas puesto que, a medida que se consideran subhalos más masivos, la resolución de la simulación es mejor y permite identificar una mayor cantidad de subhalos en cada rango de masa. Así, el denominador del cociente calculado tomará cada vez valores más grandes hasta alcanzar $\sim 10^{10} M_\odot$, logrando entonces que el resultado sea cada vez menor.

Una vez planteado este análisis para los subhalos que presentan una deficiencia en materia oscura en su zona central, resulta pertinente analizar si éstos continúan presentando dicha deficiencia al considerar la totalidad de su masa. Para ello, como ya se había calculado y estudiado la $f_{DM}(tot)$, se realizó un estudio de comparación entre ésta y la $f_{DM}(2R_h)$. Los resultados se pueden observar en la Fig. 3.10. Las líneas a rayas indican el límite $f_{DM} = 0.5$, siendo la horizontal el límite correspondiente a $f_{DM}(tot)$ y la vertical a $f_{DM}(2R_h)$. La masa total de los subhalos han sido codificadas nuevamente con una barra de color para poder identificar relaciones pertinentes más fácilmente. En el cuadrante inferior izquierdo se puede observar aquellos subhalos que son deficientes en materia oscura tanto en su región central como al considerar toda su masa. Notar que estos subhalos solamente abarcan un rango de

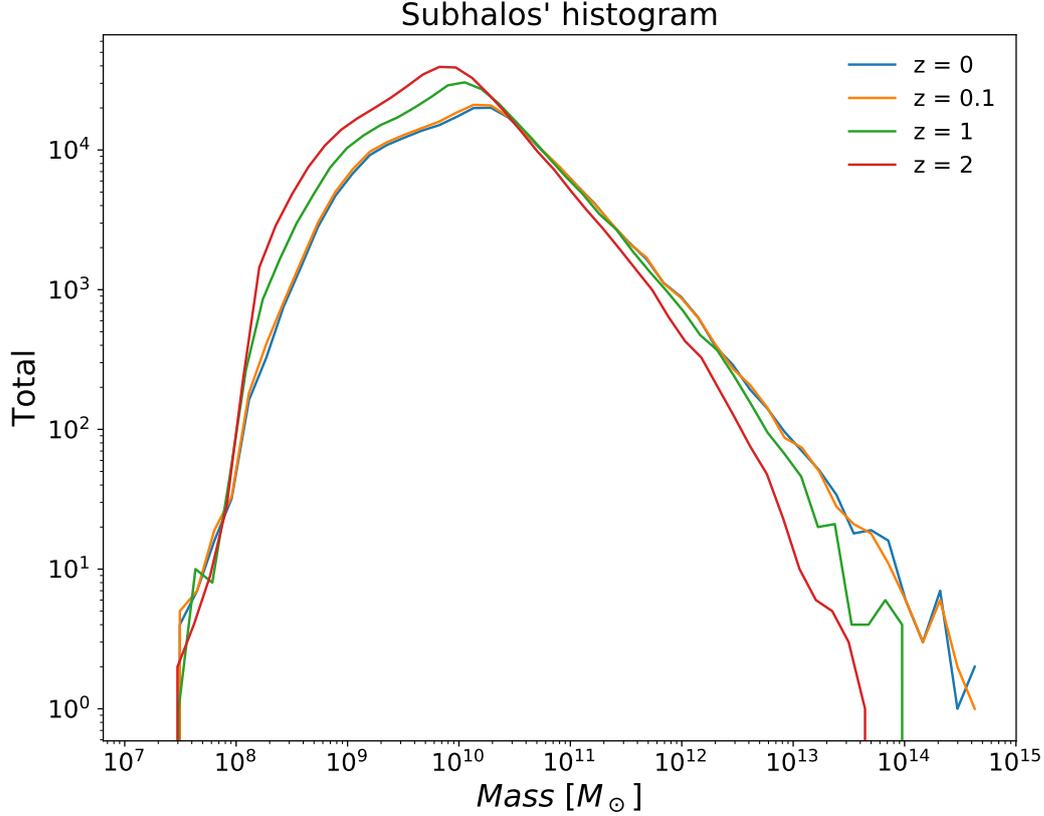


Figura 3.8. Función de masa total de los subhalos con R_h definido, a $z = 0$, $z = 0.1$, $z = 1$ y $z = 2$.

masa de valores bajos, por lo que estas DMDGs serían poco masivas. En el cuadrante superior izquierdo se encuentran aquellos subhalos que resultan ser deficientes en materia oscura si se considera solamente su región central pero que, al considerar toda su masa, dicha deficiencia no persiste. Estos subhalos en su mayoría ya no tienen tan poca masa sino que abarcan un rango entre $10^{11}M_{\odot}$ y $10^{13}M_{\odot}$ aproximadamente. Finalmente, en el cuadrante superior derecho se pueden observar aquellos subhalos que no son deficientes en materia oscura, los cuales superan ampliamente en cantidad a aquellos que sí lo son, como ya se había mostrado. Estos subhalos no tienen una tendencia tan pronunciada como ocurre con las DMDGs (las cuales tienen un comportamiento lineal notorio) sino que hay una mayor dispersión en cuanto a los valores de sus respectivas f_{DM} y también en cuanto a los valores de masas que tienen, ya que se pueden observar tanto subhalos poco masivos como subhalos masivos. No resulta extraño que haya subhalos poco masivos entre éstos porque, según el modelo cosmológico estándar, aún las estructuras pequeñas y con poca masa están dominadas por la componente de materia oscura que las conforma.

Este mismo análisis se realizó para todos los subhalos considerados en los distintos *redshifts*. En la Fig. 3.11 se pueden observar los resultados obtenidos. En todos los casos se nota una tendencia lineal para las DMDGs y una mayor dispersión para aquellos subhalos que no son deficientes en materia oscura. La relación de la f_{DM} con la masa total del subhalo se mantiene en todas las épocas analizadas: se puede notar que los subhalos que presentan

3. Caracterización

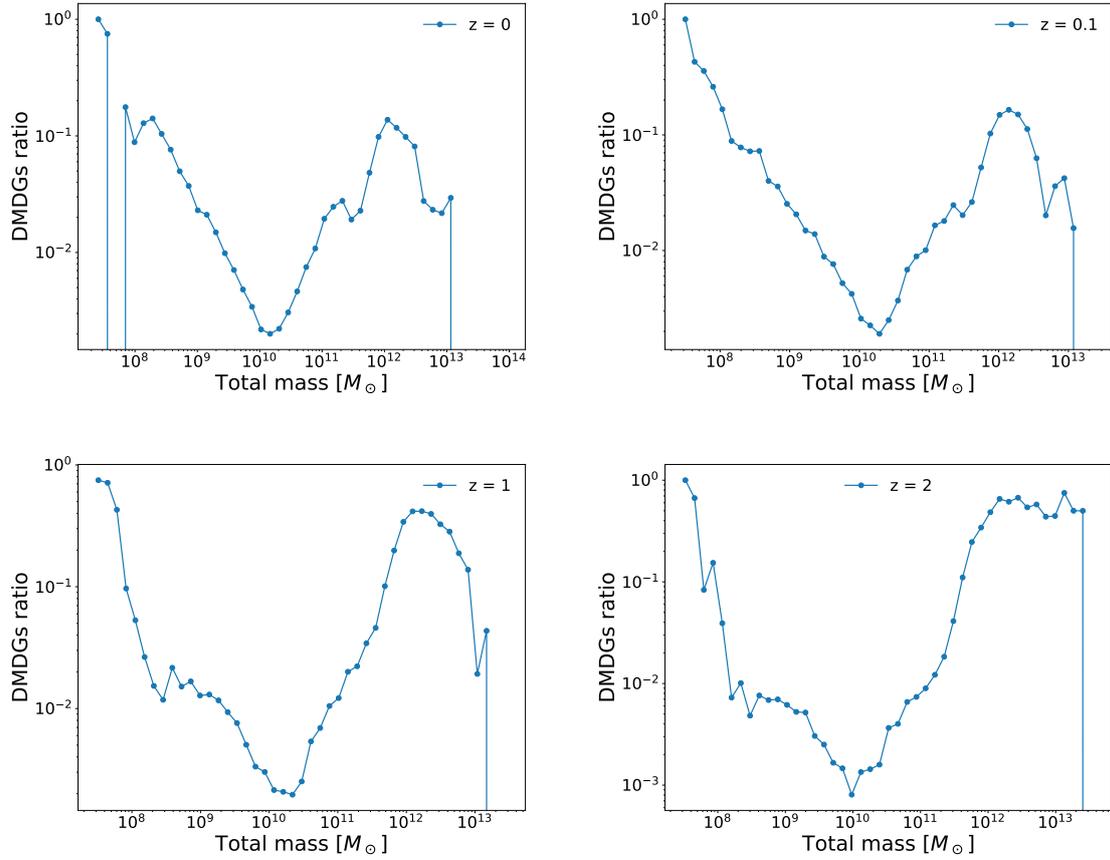


Figura 3.9. Cociente entre el número de DMDGs y la cantidad total de subhalos en función de la masa total de los subhalos, a $z = 0$, $z = 0.1$, $z = 1$ y $z = 2$.

la deficiencia en materia oscura tanto al analizar la totalidad de su masa como al analizar su región central son siempre poco masivos. Sin embargo, a valores de z más altos, se pueden encontrar DMDGs que alcanzan valores de masa más altos con respecto a aquéllas presentes a *redshifts* más bajos.

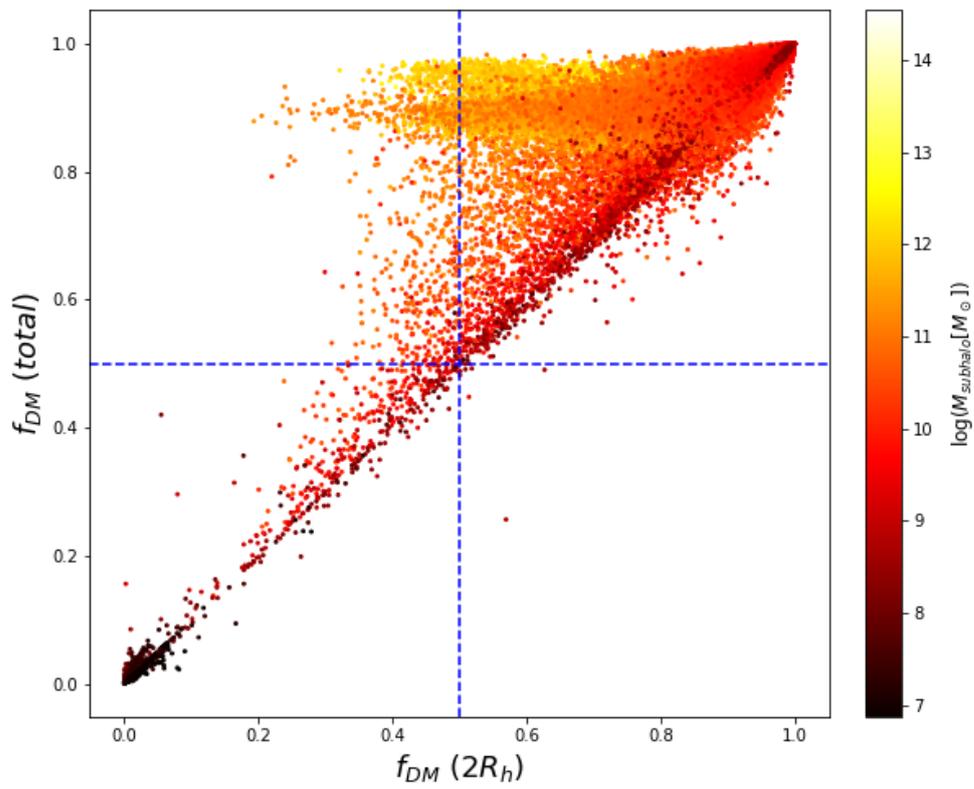


Figura 3.10. Cociente entre la fracción de materia oscura dentro de $2R_h$ y la misma cantidad calculada en todo el halo ($f_{DM}(2R_h)$ vs. $f_{DM}(tot)$) a $z = 0$. La barra de colores fue codificada con la masa total de los subhalos: los colores más oscuros indican masas menores mientras que los más claros indican masas mayores.

3. Caracterización

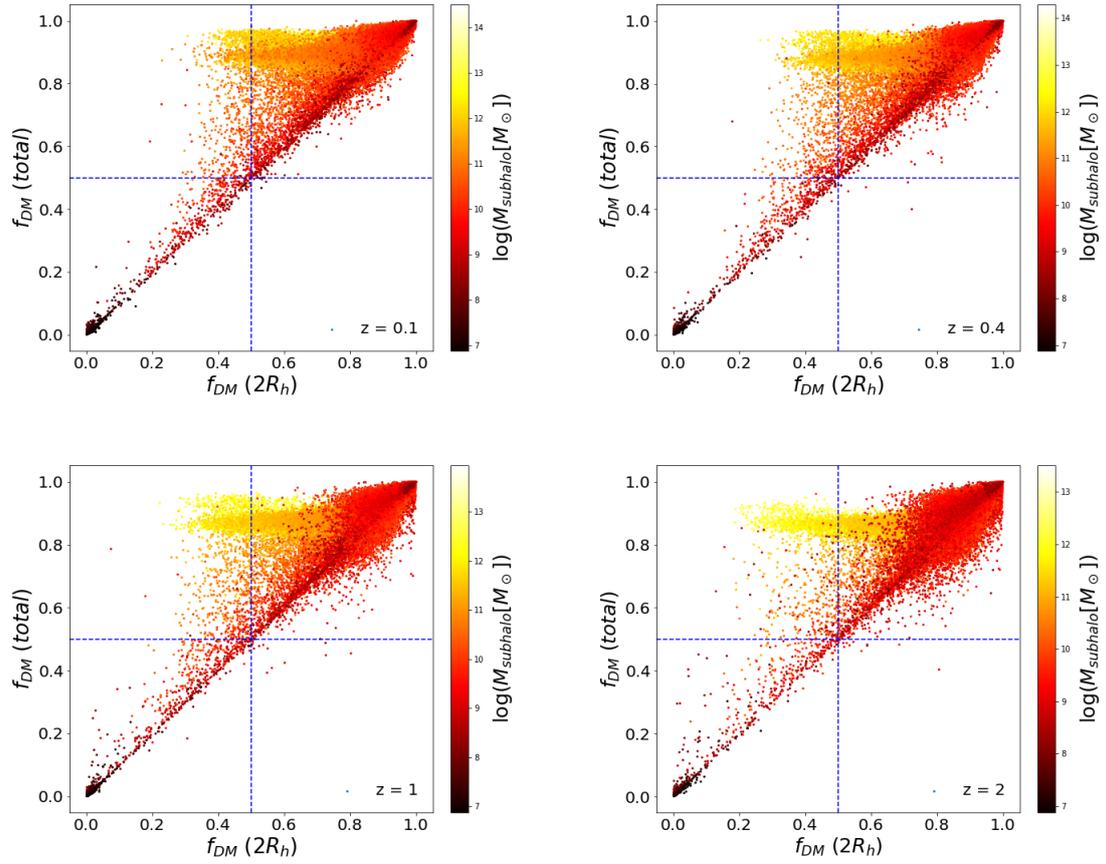


Figura 3.11. Cociente entre la fracción de materia oscura calculado dentro de $2R_h$ y en todo el halo ($f_{DM}(2R_h)$ vs. $f_{DM}(tot)$) a $z = 0.1$, $z = 0.4$, $z = 1$ y $z = 2$. Los colores más oscuros indican que los subhalos tienen baja masa, mientras que los colores más claros señalan subhalos masivos.

Capítulo 4

Distribución radial de subhalos

Ya se ha presentado en el capítulo 3 el estudio realizado para la distribución de masa tanto de los grupos FoF como de los subgrupos a distintos *redshifts*. Ahora, en este capítulo se presentará el estudio realizado de la distribución radial de los subgrupos, nuevamente para los mismos *redshifts* con los que se venía trabajando.

Todos los *snapshots* disponibles para la simulación TNG100 utilizada tienen grupos FoF y subgrupos. Cada grupo FoF tiene un subgrupo central (o subhalo central), el cual a su vez tiene subgrupos satélites (o subhalos satélite). El subgrupo central será el subgrupo más masivo que esté contenido dentro del grupo FoF. Luego, obtener una distribución radial de los subgrupos satélite permitirá comprender cómo estos se encuentran posicionados con respecto al subgrupo central. Además, se quiere ver la distribución radial de las DMDGs para intentar deducir si su deficiencia en materia oscura guarda alguna relación con su posición respecto al subgrupo central.

En la Sec. 4.1 se presentará el análisis de la distribución radial realizado para los subhalos del halo anfitrión más masivo a $z = 0$. También se mostrarán los resultados obtenidos al reproducir dicho análisis para $z = 0.1, 0.4, 1$ y 2 .

En la Sec. 4.2 se presentará el mismo análisis pero esta vez realizado para los subhalos con masa estelar $10^9 M_\odot < M_* < 10^{10} M_\odot$ de los halos anfitriones que cumplan que tienen $M_{200} > 10^{13} M_\odot$. El objetivo de este análisis en particular es comparar los resultados obtenidos con los resultados presentados en el trabajo de [Jing et al. \(2019\)](#), como fue mencionado en la Sec. 1.2, en el cual se realizó el mismo corte en masa y se analizaron las $f_{DM}(2R_h)$ en función de las distancias halocéntricas de los subhalos.

4.1. Análisis para el halo más masivo

El halo más masivo de cada *snapshot* analizado será aquel de ID= 0, ya que los mismos se encuentran ordenados por orden decreciente en masa y contenidos en un arreglo (distinto para cada z) en los catálogos utilizados por la simulación. En esta sección se presentarán los resultados obtenidos al hacer un análisis del halo con ID= 0 a $z = 0$ y de sus subhalos. Posteriormente se mostrarán aquéllos obtenidos al reproducir el análisis para los demás *redshifts* con los que se viene trabajando.

En primer lugar, como se quiere analizar el halo más masivo a $z = 0$, es de esperarse que éste haya formado subestructuras. Estas subestructuras, como se mencionó anteriormente, serán subhalos contenidos en este halo anfitrión analizado. Para estudiar los halos anfitriones que contienen subestructuras, primero se debió filtrar a todos los que no cumplieran con esta condición. Para ello, se utilizó el campo ‘*GroupFirstSub*’ (ver Sec. 2.1.1 para su definición). Esta variable indica si el halo analizado tiene a su vez subestructuras asociadas: si su valor es

4. Distribución radial de subhalos

−1, entonces el halo no las tendrá. Luego, al aplicar una máscara creada con dicha condición a todos los halos anfitriones presentes a $z = 0$, se obtuvo que 3,430,706 de los 6,291,349 halos anfitriones tienen subhalos.

Los IDs de estos halos anfitriones estarán ordenados según su masa, como fue mencionado en el Cap. 2. Para el caso del halo anfitrión con ID= 0, se obtuvo que cuenta con 17,184 subhalos. Estos subhalos también se encuentran ordenados en un orden decreciente en masa.

En segundo lugar, una vez que se seleccionaron el halo anfitrión más masivo y el subhalo central, se realizó un análisis de sus posiciones para confirmar si están en la misma posición. Se utilizó el campo ‘*GroupPos*’ (ver Sec. 2.1.1 para su definición) para obtener la posición del halo, la cual resultó ser $\vec{x} = (849.1, 26, 327.0, 18, 307.0) \frac{c\text{-kpc}}{h}$, y el campo ‘*SubhaloPos*’ (ver Sec. 2.1.2) para obtener la posición del subhalo central. Esta última resultó ser la misma que la obtenida para el halo, por lo que se corroboró que la posición asignada para el halo anfitrión de ID= 0 es la misma que la del subhalo más masivo. El halo anfitrión contiene también a los demás 17,183 subhalos satélite.

Se realizó también un análisis concerniente a la masa del halo y a la de sus subhalos. Con el campo ‘*GroupMass*’ se obtuvo la masa del halo anfitrión, mientras que con el campo ‘*SubhaloMass*’ se obtuvieron las masas de todos los subhalos contenidos en el mismo. La masa del primero resultó ser igual a $M_{host} = 3.9 \times 10^{14} M_{\odot}/h$; sin embargo, la suma de las masas de todos los subhalos dio como resultado $3.8 \times 10^{14} M_{\odot}/h$ y, como se puede notar, los valores no coinciden. Esta diferencia se debe a que hay partículas sueltas presentes en el halo anfitrión que no llegan a formar subestructuras, ya que hay una cota mínima de partículas que debe superarse para que se forme un subhalo, pero que de todas formas no pertenecen a aquéllas que ya están formadas (Springel et al., 2001).

Para poder analizar la población de DMDGs presentes en este halo, se procedió a calcular la $f_{DM}(2R_h)$ de todos los subhalos satélite. Se realizó el análisis considerando la masa dentro del $2R_h$ para poder comparar con el trabajo de Jing et al. (2019). Así, se obtuvieron tanto la masa correspondiente a la materia oscura como la masa total de cada subhalo contenidas en esta región central y se realizó el cociente entre éstas. Al igual que fue explicado en la Sec. 3.2, hubo que separar los subhalos cuya $f_{DM}(2R_h)$ resultaba nula o NaN. Una vez que se hizo dicha discriminación se encontró que, de los 2,273 subhalos seleccionados, 39 presentan una deficiencia en materia oscura.

Resulta interesante estudiar la distribución espacial de estos 2,273 subhalos dentro del halo anfitrión, por lo que se utilizó el campo ‘*SubhaloPos*’ para obtener las posiciones de los mismos. Habiendo conseguido previamente la posición del halo como ya fue mencionado, se procedió a calcular la distancia de cada uno de estos subhalos satélite al centro de éste a partir de la fórmula de la distancia:

$$d = \sqrt{(x_h - x_{subh})^2 + (y_h - y_{subh})^2 + (z_h - z_{subh})^2} \quad (4.1)$$

donde $\vec{x}_h = (x_h, y_h, z_h)$ y $\vec{x}_{subh} = (x_{subh}, y_{subh}, z_{subh})$ indican la posición del halo y de los subhalos, respectivamente.

Además de la posición del halo anfitrión, también se obtuvo el radio comóvil de la esfera centrada en su posición (R_{200}) a partir del campo ‘*Group_R_Crit200*’ (ver Sec. 2.1.1 para su definición). Esto se hizo para luego poder dividir la distancia entre el halo y cada subhalo por dicho valor de R_{200} que, en este caso, resulta ser $R_{200} = 1031.67 \frac{c\text{-kpc}}{h}$. Como todos los subhalos analizados están contenidos en el mismo halo, el R_{200} por el que se dividieron sus respectivas distancias fue el mismo para todos. De no ser así, se debería dividir la distancia de los subhalos por el R_{200} correspondiente al halo que contiene a cada uno (en la Sec. 4.2 se puede ver este procedimiento con más detalle).

Una vez realizado este cálculo, se graficó la $f_{DM}(2R_h)$ de cada subhalo en función de su

distancia halocéntrica ($\frac{r}{R_{200}}$), como se puede observar en la Fig. 4.1. Aquellos subhalos cuya distancia halocéntrica es $\frac{r}{R_{200}} = 1$ estarán ubicados en el borde de la esfera considerada al definir el R_{200} . La línea horizontal a rayas marca el límite en el que $f_{DM}(2R_h) = 0.5$, por lo que todos los subhalos que se encuentren por debajo de ésta serán deficientes en materia oscura en su región central. Se definió una barra de colores a partir de la masa total de los subhalos, para poder identificar fácilmente cualquier relación que hubiera entre su masa total y la deficiencia en materia oscura de algunos de estos.

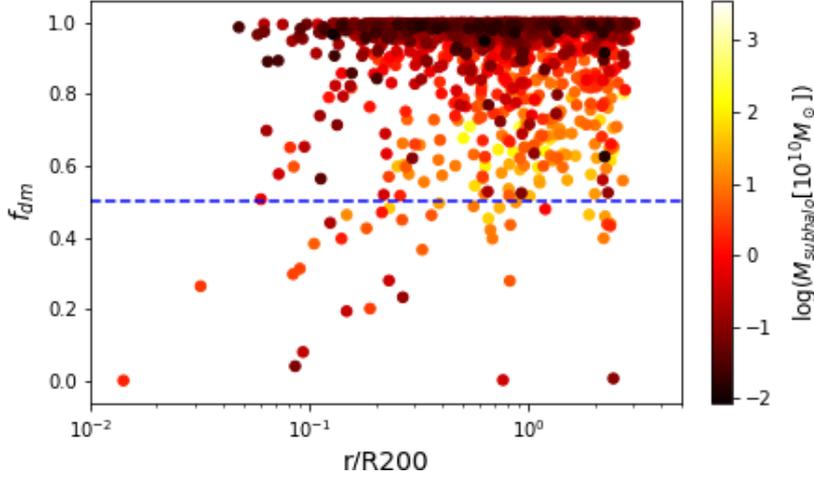


Figura 4.1. $f_{DM}(2R_h)$ de los subhalos en función de su distancia halocéntrica a $z = 0$.

Las DMDGs halladas en este halo son casi todas galaxias de baja masa y masa intermedia, lo cual se desprende de la barra de colores graficada porque todas están representadas con valores relativamente oscuros. La escala utilizada para armar la barra de colores es una escala logarítmica y, como está definida a partir de la masa de los subhalos cuyas unidades son $10^{10} M_{\odot}$, permite ver que las DMDGs tienen masas entre $\sim 10^8 M_{\odot}$ y $\sim 10^{10} M_{\odot}$. Este resultado llama la atención puesto que, según el modelo cosmológico estándar, las galaxias poco masivas deberían estar dominadas por materia oscura al menos en su región central (Burkert, 1995; Kravtsov et al., 1998).

Para los *redshifts* $z = 0.1, 0.4, 1$ y 2 se procedió a realizar el mismo análisis de la posición del halo y del subhalo central, de la masa total del halo anfitrión y de la población de DMDGs presente en los respectivos halos anfitriones más masivos (es decir, en el halo de $ID = 0$ que se encuentra en cada uno de ellos). Al estudiar la posición de los halos anfitriones más masivos a cada *redshift* y la posición de sus respectivos subhalos centrales se obtuvo, al igual que para $z = 0$, que sus posiciones coincidían. Luego, en todos los casos analizados se puede corroborar que el halo anfitrión más masivo está en la posición del subhalo central. En cuanto al análisis de las masas, en la Tabla 4.1 se pueden observar los valores obtenidos. En todos los casos, la diferencia entre la masa total del halo y el valor de la masa obtenida al sumar todas las masas totales de los subhalos que contiene se debe a las partículas que no conforman ningún subhalo pero que están en el medio intergaláctico, como fue mencionado anteriormente al comentar el análisis del halo anfitrión a $z = 0$.

Con respecto al análisis de la población de las DMDGs, se procedió a realizar el cálculo de $f_{DM}(2R_h)$ de los subhalos satélite de cada uno de los halos más masivos para cada z analizado, de igual manera que se detalló anteriormente para $z = 0$. En todos los casos hubo que crear máscaras para filtrar aquellos subhalos cuya $f_{DM}(2R_h)$ fuera nula o *NaN*. Una vez

4. Distribución radial de subhalos

z	masa del halo anfitrión	suma de las masas de los subhalos
0.1	$3.1 \times 10^{14} M_{\odot}/h$	$3 \times 10^{14} M_{\odot}/h$
0.4	$1.9 \times 10^{14} M_{\odot}/h$	$1.8 \times 10^{14} M_{\odot}/h$
1	$1.1 \times 10^{14} M_{\odot}/h$	$1 \times 10^{14} M_{\odot}/h$
2	$3.1 \times 10^{13} M_{\odot}/h$	$2.9 \times 10^{13} M_{\odot}/h$

Tabla 4.1. Masa total de los halos anfitriones más masivos en los distintos z analizados.

realizado dicho procedimiento, se desestimaron los subhalos que cumplían esas condiciones y se analizaron los subhalos restantes, los cuales resultaron ser: 1,683 a $z = 0.1$, 1,253 a $z = 0.4$, 1,021 a $z = 1$ y 349 a $z = 2$. En la Tabla 4.2 se pueden observar los resultados obtenidos en cuanto a la cantidad de satélites que resultaron ser deficientes en materia oscura en su zona central.

z	# de subhalos considerados	# de DMDGs ($2R_h$)
0.1	1,683	36 (2.14 %)
0.4	1,253	32 (2.55 %)
1	1,021	26 (2.55 %)
2	349	8 (2.29 %)

Tabla 4.2. Población de subhalos deficientes en materia oscura en su región central, en los halos más masivos presentes en los z analizados.

A partir de estos resultados se puede notar que el porcentaje de DMDGs con respecto al total de subhalos satélite es mayor a valores de z más altos: se encontró que a $z = 2$ el porcentaje de es 2.29%, mientras que a $z = 0$ decae a 1.71%. Este porcentaje de subhalos deficientes en materia oscura en su región central es consistente con el porcentaje obtenido en el trabajo de [Jing et al. \(2019\)](#) al utilizar la simulación *Illustris-1*.

Calculando la posición de los subhalos satélite considerados a cada *snapshot* con respecto al centro del halo que los contiene y luego dividiendo por el respectivo R_{200} , se pudo reproducir el gráfico presentado en la Fig. 4.1 para cada *redshift*. Los valores obtenidos para el R_{200} del halo más masivo a cada *redshift* se muestran en la Tabla 4.3. La $f_{DM}(2R_h)$ graficada en función de la distancia al centro del halo que contiene a cada población de satélites en los distintos *redshifts* es mostrada en la Fig. 4.2. Se puede observar que las DMDGs a valores de z más altos son en general más masivas que aquéllas que se encuentran a valores de z más bajos. Esto podría indicar que dichos subhalos satélite pierden anticipadamente parte de la materia oscura que contienen en su región central, y luego continuarían perdiéndola a lo largo de su evolución.

z	R_{200} del halo anfitrión
0.1	1153.77 $\frac{c \cdot kpc}{h}$
0.4	1064.69 $\frac{c \cdot kpc}{h}$
1	970.572 $\frac{c \cdot kpc}{h}$
2	723.401 $\frac{c \cdot kpc}{h}$

Tabla 4.3. Valores del R_{200} del halo más masivo en los distintos z .

Efectivamente, al realizar un rastreo hacia *redshifts* más altos de las 39 DMDGs halladas a $z = 0$, se encontró que a algunas se las encuentra presentes hasta $z = 0.4$, mientras que a otras se las puede identificar incluso hasta $z = 1$. Sin embargo, ninguna de las DMDGs presentes a $z = 2$ se corresponde con aquéllas halladas a $z = 0$.

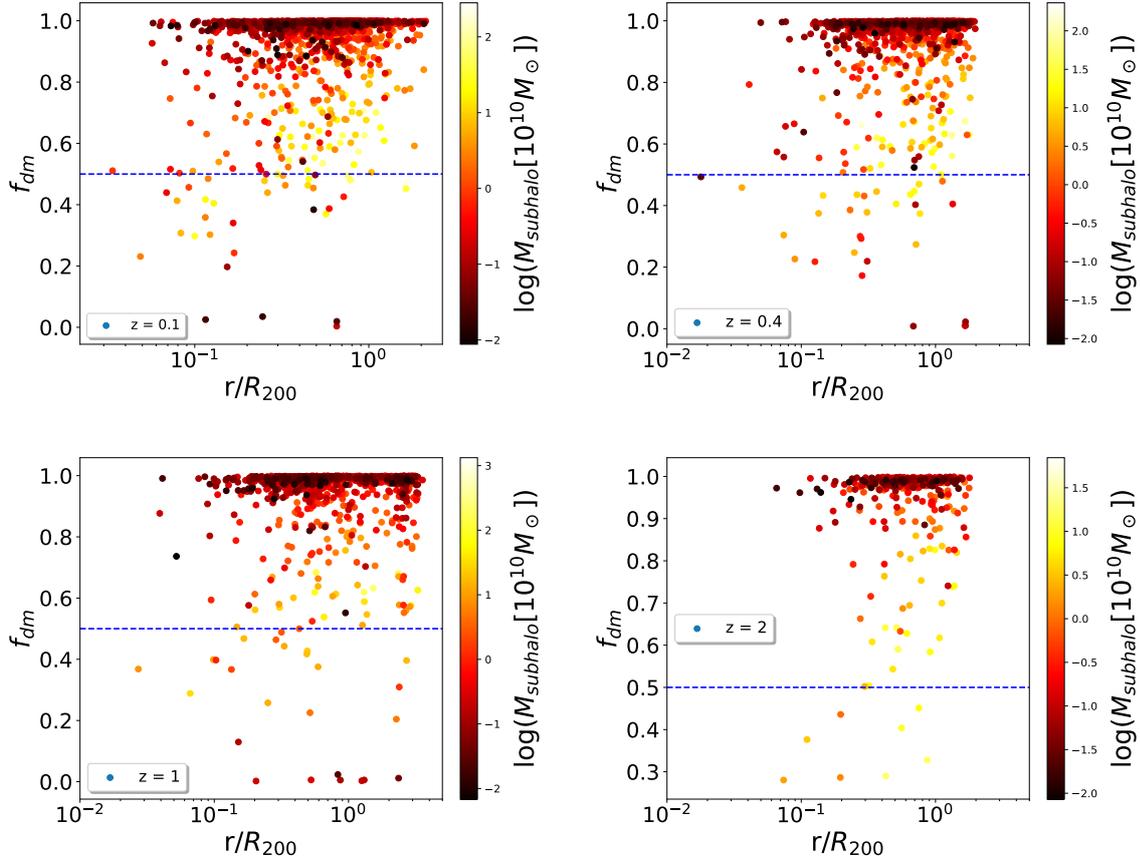


Figura 4.2. $f_{DM}(2R_h)$ de los subhalos en función de su distancia halocéntrica a $z = 0.1$, $z = 0.4$, $z = 1$ y $z = 2$.

4.2. Selección de halos

En la Sec. 4.1 se mostró el estudio realizado para los halos más masivos presentes en los *redshifts* $z = 0, 0.1, 0.4, 1$ y 2 . En esta sección se mostrarán los resultados obtenidos al realizar el análisis de la $f_{DM}(2R_h)$ para un corte en masa tanto de los halos como de los subhalos presentes a $z = 0$.

Los halos que se consideraron fueron aquéllos que cumplen con la condición de tener masa total M_{200} (ver Sec. 2.1.1 para su definición) tal que $M_{200} > 10^{13} M_{\odot}$. Para hacer esta selección se utilizó el campo ‘*Group_M_Crit200*’ y se creó una máscara a partir de la condición mencionada. La cantidad de halos a $z = 0$ cuyos M_{200} cumplen este requerimiento es de 182. Antes de hacer la selección de subhalos se analizó si los halos considerados tienen subestructuras, haciendo uso del campo ‘*GroupFirstSub*’ al igual que fue mencionado en la Sec. 4.1. Como resultado se obtuvo que los 182 halos contienen subhalos, lo cual era de esperarse ya que son halos masivos. El total de subhalos que hay en este corte en masa considerado es de 313,220. Analizando la masa de estos subhalos, se realizó una nueva selección para considerar solamente aquéllos cuya masa estelar cumpliera que $10^9 M_{\odot} < M_* < 10^{10} M_{\odot}$, y se obtuvo que en este rango de masa hay 4,324.

Una vez seleccionados los subhalos, se procedió a calcular la $f_{DM}(2R_h)$ de cada uno y se obtuvo que hay 230 de éstos que presentan una deficiencia en materia oscura en su región central. Luego, habiendo obtenido la posición de todos los halos considerados, sus respectivos

4. Distribución radial de subhalos

R_{200} y también las posiciones de los 4,324 subhalos satélite, se reprodujo el gráfico de la $f_{DM}(2R_h)$ en función de la distancia al centro del halo de cada subhalo mostrado previamente, pero ahora para el corte en masa realizado. El resultado se puede observar en la Fig. 4.3. Este gráfico está en concordancia con aquél presentado en el trabajo de [Jing et al. \(2019\)](#).

Todas las DMDGs encontradas en este rango de masas analizado son también en su gran mayoría galaxias poco masivas o de masa intermedia, al igual que aquéllas halladas en el análisis de los halos más masivos presentado en la Sec. 4.1.

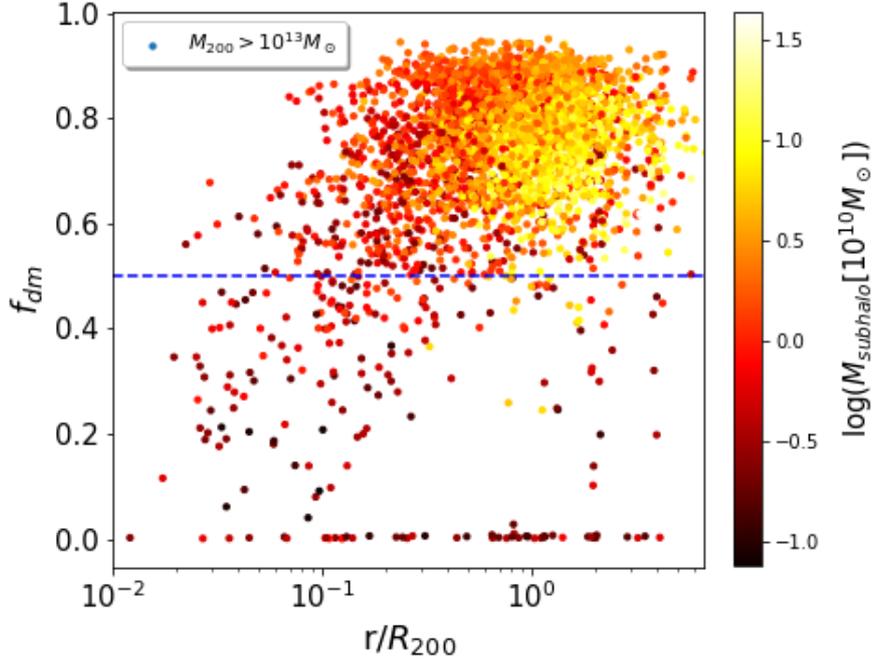


Figura 4.3. Corte en masa: se consideran los subhalos con $10^9 M_\odot < M_* < 10^{10} M_\odot$ que pertenecen a halos cuya $M_{200} > 10^{13} M_\odot$. Se muestra la f_{DM} de dichos subhalos en función de la distancia al centro de sus respectivos halos a $z = 0$.

Se pueden observar en dicha figura algunos subhalos que se muestran con $f_{DM}(2R_h) = 0$. En primer lugar, se debe tener en cuenta que el valor de sus respectivas $f_{DM}(2R_h)$ no es estrictamente nulo, sino que son valores del orden entre 10^{-1} y 10^{-3} . En segundo lugar, se deben analizar estos objetos con detalle ya que no todos los subhalos son necesariamente galaxias: en la sección 5.2 del *public data release* de la simulación *IllustrisTNG* ([Nelson et al., 2019](#)) se comenta que no todos los subhalos satélite tienen un origen cosmológico, por lo que algunos podrían ser fragmentos o grumos (*clumps*) que fueron producidos por procesos bariónicos (por ejemplo, inestabilidades del disco) en galaxias que ya estaban formadas previamente. También podrían haberse formado dentro de un halo preexistente.

Para analizar si estos subhalos con $f_{DM}(2R_h) \approx 0$ son efectivamente galaxias, se utilizó el campo ‘*SubhaloFlag*’ disponible para cada uno.

- *SubhaloFlag*: marcador que indica si es adecuado considerar al subhalo para determinados análisis. Si esta variable es 0 (o *false*), el origen de este subhalo no es considerado un origen cosmológico y deberá ser excluido generalmente. Si esta variable es 1 (o *true*), el subhalo debe considerarse como una galaxia o un satélite de origen cosmológico.

El criterio utilizado en el código de la simulación para determinar si un subhalo **no** tiene

un origen cosmológico es el siguiente:

1. el subhalo es un satélite al momento de su formación,
2. que se haya formado dentro de un radio virial de 1.0 de su halo progenitor,
3. su f_{DM} al momento de su formación es menor a 0.8.

Deben cumplirse las tres condiciones para que el campo ‘*SubhaloFlag*’ sea falso y se considere al origen del subhalo como no cosmológico.

La cantidad de subhalos que hay con $f_{DM}(2R_h) \approx 0$ en el análisis del corte de masa realizado es de 57 subhalos. De estos 57 se obtuvo que 19 subhalos tienen la variable del campo ‘*SubhaloFlag*’ igual a 1 a $z = 0$ y, por lo tanto, tendrían en principio un origen cosmológico.

Sin embargo, de estos 19 subhalos se obtuvo que dos de ellos no siempre tuvieron la variable ‘*SubhaloFlag*’ como verdadera. Los subhalos con IDs 121920 y 170594 son dos casos particulares, los cuales fueron estudiados por separado ya que el primero de estos comienza teniendo $SubhaloFlag = 0$ a $z \approx 0.2$ (que equivale al *snapshot* 85, el cual es el primero en el que aparece presente) y el segundo comienza con $SubhaloFlag = 1$ a $z \approx 1.5$ (equivalente al *snapshot* 45 que es en el que éste aparece presente por primera vez) y finaliza con $SubhaloFlag = 1$ a $z = 0$, pero para algunos valores intermedios de z la variable ‘*SubhaloFlag*’ se torna falsa.

De todas formas, se debe tener en cuenta que el análisis realizado en esta sección se llevó a cabo considerando la $f_{DM}(2R_h)$, es decir, la cantidad de materia que contienen los subhalos satélites considerados dentro de su respectivo $2R_h$. Por este motivo, no necesariamente todos los subhalos que se hallaron con $f_{DM}(2R_h) \approx 0$ tendrán efectivamente una proporción tan baja de materia oscura, sino que puede ocurrir que, al considerar la totalidad de su masa, este porcentaje no sea tan pequeño y que, si bien continúen siendo DMDGs, su $f_{DM}(tot)$ sea un poco mayor. En la Sec. 5.1.1 se mostrará el análisis realizado para estudiar este comportamiento.

Capítulo 5

Evolución de las DMDGs

Si bien la existencia de las DMDGs es un debate actual, se ha mostrado en los capítulos anteriores que es posible que este tipo de galaxias se formen en el modelo actual de formación de galaxias. Esto lleva a preguntarse cuál es el mecanismo por el que se forman y cómo es que estas galaxias se comportan a lo largo de su evolución.

En la literatura se han planteado distintos escenarios posibles que explicarían el origen de las DMDGs: galaxias ultra difusas (UDGs) que han sufrido una pérdida de masa por efectos de marea (*tidal stripping*) considerable, el cual habría resultado en su deficiencia de materia oscura (Ogiya, 2018); galaxias enanas tidales (TDGs) viejas que se habrían formado en una nube de gas expulsada a causa de interacciones tidales de un disco con una fracción bariónica alta (Duc et al., 2014; van Dokkum et al., 2019); galaxias enanas formadas en una nube de gas que habría sido expulsada por *outflows* de un cuásar luminoso (Natarajan et al., 1998); galaxias enanas formadas a partir de la colisión de galaxias ricas en gas con una velocidad relativa alta (Silk, 2019).

En esta sección se mostrará el análisis realizado para la evolución de las DMDGs, explorando la idea de que su origen se deba a colisiones y a *tidal strippings* sufridos por la galaxia en algún momento de su historia evolutiva, los cuales habrían causado que pierda su halo de materia oscura.

Para poder estudiar la evolución de la materia oscura de cada subhalo, además de las funciones *'Halo'*, *'Subhalo'* y *'Single'* de la librería *illustris_python* que fueron mencionadas en las Secs. 2.1.1 y 2.1.2, se utilizó la función *'Tree'* de dicha librería. Esta función permite obtener información acerca de la rama de progenitores (*progenitor branch*) de un determinado subhalo, es decir, los halos que (a través de fusiones) dieron lugar al halo en cuestión. Para utilizarla se debe especificar el *snapshot* en el que se está trabajando y el ID del subhalo del cual se quiere obtener la información. Como esta función se puede utilizar solamente con subhalos, en el caso de querer analizar la *progenitor branch* de un halo anfitrión se deberá obtener el ID correspondiente al subhalo central.

De los campos con información relevante que se encuentran disponibles en la simulación a través de la función *'Tree'*, en el análisis de la evolución de las DMDGs fueron utilizados los siguientes:

- SubhaloID: arreglo que contiene los IDs del subhalo considerado, en los distintos *snapshots* en los que aparece.
- SnapNum: arreglo que contiene los *snapshots* en los cuales se puede encontrar el subhalo.
- FirstProgenitorID: es el *SubhaloID* del progenitor principal del subhalo analizado. El progenitor principal es el progenitor más masivo que ha tenido el subhalo a lo largo de

su historia de fusión. Para aquellos subhalos sin progenitor, el valor de este campo es -1.

- **NextProgenitorID:** es el *SubhaloID* del segundo progenitor más masivo de este subhalo. Si no existe, el valor de este campo es -1.
- **MainLeafProgenitorID:** es el *SubhaloID* del último progenitor a lo largo de la rama principal, es decir, del progenitor más reciente. Para aquellos subhalos que no tienen progenitor, el valor de este campo será el mismo que el de '*SubhaloID*'.

5.1. Historia de pérdida de DM

Las **fusiones de galaxias** (*galaxy mergers*) pueden ocurrir cuando dos o más galaxias colisionan. Durante la colisión, la materia bariónica y la materia oscura de cada galaxia se verá afectada por las fuerzas que les ejercen las demás galaxias, y el resultado de la fusión dependerá de diversas propiedades y características de aquéllas involucradas (por ejemplo, de su velocidad relativa). Estas fusiones juegan un rol esencial en la historia de formación y evolución de todos los tipos de galaxias, ya que en el modelo cosmológico estándar se espera que éstas se hayan formado a partir de algunas o varias colisiones sucesivas de halos de materia oscura, a partir de las cuales se producen fusiones que propician que gas frío pierda su momento angular y caiga a la zona central, dando lugar a la formación de estrellas allí.

Una manera de clasificar las fusiones de galaxias es de acuerdo al tamaño que adquirirá luego la galaxia más masiva que esté involucrada:

- **Fusiones mayores (*Major mergers*):** en este tipo de colisiones, las galaxias involucradas tienen aproximadamente el mismo tamaño. En el caso de ser dos galaxias espirales, el resultado de la colisión será una galaxia elíptica.
- **Fusiones menores (*Minor mergers*):** una de las galaxias involucradas en esta colisión es mucho más masiva que la otra (la masa de la galaxia satélite es hasta un 30% de la masa de la galaxia central), por lo que usualmente su forma no se verá modificada considerablemente.

Los ***merger trees*** contienen información acerca de las colisiones que sufrieron las galaxias. Se puede obtener el *merger tree* de cada subhalo (o halo) y así conseguir información acerca de sus progenitores a épocas más tempranas, así como también la cantidad de subhalos que contenía cada halo progenitor y la cantidad que contiene el subhalo analizado luego de su formación.

Para poder comprender cómo se formaron y evolucionaron las DMDGs, resulta importante saber si sufrieron colisiones y, en ese caso, conocer cuántas y en qué momento se dieron. Con el fin de obtener estos datos, se analizaron los *merger trees* de algunas de las DMDGs halladas. Éstos se obtuvieron utilizando la función '*Tree*' mencionada anteriormente.

5.1.1. Evolución de la materia

A lo largo de la historia de evolución de las galaxias, su masa total irá cambiando. Un motivo de este cambio son las colisiones y fusiones que sufrirá a lo largo del tiempo. Así, las componentes de materia bariónica y materia oscura se verán modificadas con respecto a las proporciones que originalmente contenía la galaxia debido a que podrá perder o ganar partículas de ambas clases en la colisión con otras galaxias.

Luego, si se rastrea y se estudia una misma galaxia a distintos *redshifts*, se podrá ver que su f_{DM} (tanto la $f_{\text{DM}}(2R_h)$ como la $f_{\text{DM}}(\text{tot})$) será diferente en cada uno. En este trabajo, resulta de particular interés analizar la evolución de la f_{DM} de las DMDGs, así como también la evolución tanto de su componente bariónica como de su componente de materia oscura. Con este propósito, se seleccionó una muestra de DMDGs para analizar e intentar descubrir un posible mecanismo por el cual perderían parte de su materia oscura.

En primer lugar, como las DMDGs fueron seleccionadas a $z = 0$, se debió rastrearlas a todos los *redshifts* en los que están presentes en la simulación empleada. Para esto, se utilizó la función ‘*Tree*’ previamente mencionada y se solicitaron los campos *SnapNum* y *SubhaloID*. A partir de una combinación de estas variables, se puede saber el ID de la galaxia en los distintos *snapshots* y, en consecuencia, en los distintos *redshifts* en los que aparece, ya que éstos están relacionados. Esto permite identificarla a lo largo del tiempo.

Teniendo identificada la galaxia en todos los *snapshots* en los que está presente, se procedió a obtener la masa bariónica y la masa de materia oscura que la conforman en cada época. La masa fue considerada tanto en su totalidad como dentro del $2R_h$ que la galaxia tiene a cada z . Esto se realizó de manera análoga a la que fue explicada en la Sec. 3.2. Una vez que se obtuvieron dichos datos, se calculó la f_{DM} de la galaxia en cuestión para cada uno de los *snapshots* con el objetivo de ver su evolución.

Como resultado se obtuvo que cada galaxia de la muestra comenzó teniendo una $f_{\text{DM}}(2R_h)$ alta, ya que el valor de la misma al *redshift* más alto en el que se la encuentra era cercano a 1 (~ 0.9 en casi todos los casos). Esto significa que, al formarse, la cantidad de materia oscura de la galaxia dentro de su $2R_h$ era aproximadamente igual a la cantidad total de materia que contenía en la región central; en otras palabras, como $f_{\text{DM}}(2R_h) = \frac{M_{\text{DM}}(2R_h)}{M_{\text{tot}}(2R_h)} \approx 1$ y la masa total incluye a la masa bariónica y a la masa de la materia oscura, la mayor parte de la materia de la galaxia contenida en este tamaño era originalmente oscura y no bariónica. En la Fig. 5.1 se muestra como ejemplo el análisis de una de las DMDGs de la muestra estudiada: ésta tiene $ID = 22$ y $f_{\text{DM}}(2R_h) = 0.453$. Notar que éste será el ID de dicha galaxia solamente a $z = 0$, ya que a medida que se consideran *redshifts* más altos se estará cambiando de *snapshot*, y los subhalos no siempre conservan el mismo ID.

En el panel superior se muestra la $f_{\text{DM}}(2R_h)$ calculada a cada valor de z en el que aparece la galaxia, mientras que en el panel del medio y en el panel inferior se muestra la evolución de la masa correspondiente a la materia oscura y de la masa bariónica (dentro del $2R_h$) respectivamente. Notar que, en el panel superior, el eje x no llega hasta valores de z tan altos como en los otros dos paneles. Esto es debido a que, al calcular la f_{DM} dentro del $2R_h$ para estos *redshifts*, el resultado dio *NaN* porque aún no se puede definir un R_h en esas épocas puesto que la simulación no tiene la suficiente cantidad de partículas de tipo 4 (estelar) como para hacerlo. Luego, no fueron considerados a la hora de realizar el gráfico.

Observando el panel que contiene la información acerca de la $f_{\text{DM}}(2R_h)$ se puede ver que la galaxia no siempre ha sido deficiente en materia oscura en su región central, sino que al formarse contaba con un halo de materia oscura dominante por sobre la materia bariónica que la componía. Sin embargo, a lo largo de su evolución, su $f_{\text{DM}}(2R_h)$ fue disminuyendo hasta que se volvió menor a 0.5, momento en el cual comenzó a tener propiamente una deficiencia en materia oscura en la parte central.

También se encontraron galaxias cuyas $f_{\text{DM}}(2R_h)$ disminuyeron hasta ser menores a 0.5, pero luego recuperaron cantidad de masa de materia oscura y superaron el límite de la deficiencia en materia oscura nuevamente. Sin embargo, a medida que continuaron evolucionando, volvieron a perder componente de materia oscura que las conformaba y ahora se las encuentra a $z = 0$ con $f_{\text{DM}}(2R_h) < 0.5$. Un ejemplo de este tipo es la galaxia de $ID = 41$ y $f_{\text{DM}}(2R_h) = 0.439$ a $z = 0$, cuyo análisis se muestra en la Fig. 5.2.

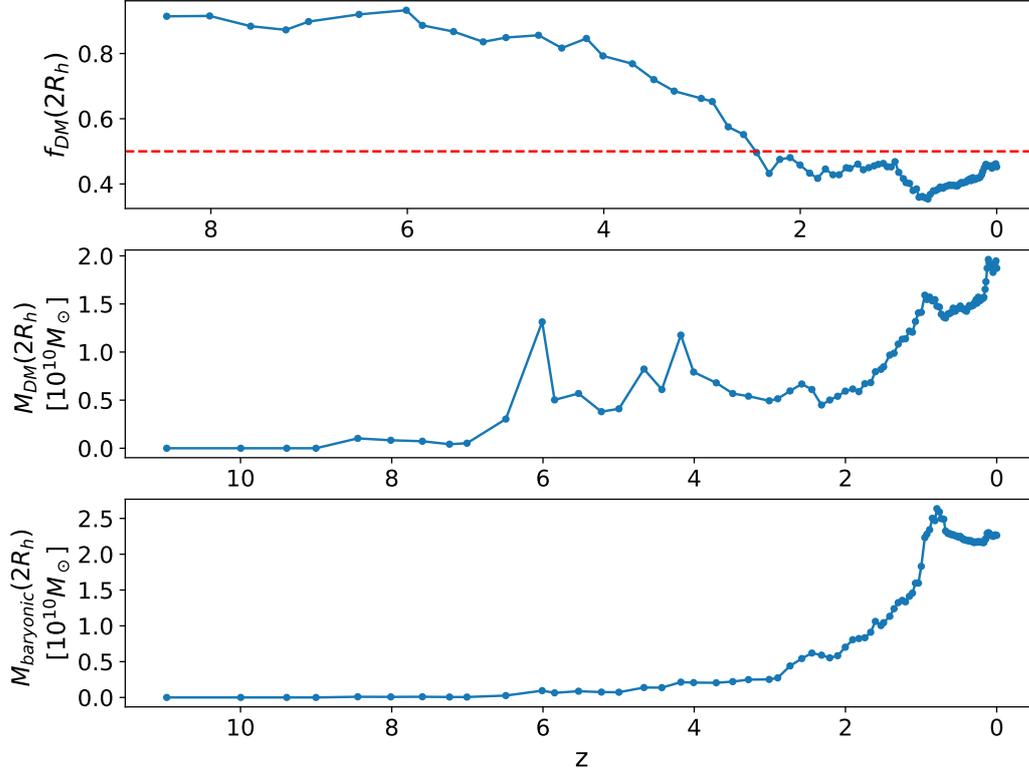


Figura 5.1. Evolución de la $f_{DM}(2R_h)$ y de las componentes de masa dentro del $2R_h$. DMDG con ID= 22 a $z = 0$.

Como se puede observar en el panel superior de la Fig. 5.2, a $z \approx 1$ la galaxia se torna deficiente en materia oscura en su región central, ya que su $f_{DM}(2R_h)$ es menor a 0.5. No obstante, a medida que la $f_{DM}(2R_h)$ sigue variando con el tiempo, su valor se va incrementando hasta superar este límite, pero luego vuelve a decrecer hasta presentar nuevamente dicha deficiencia a valores cercanos a $z = 0$.

Ahora bien, cabe recordar que hasta ahora se estuvo analizando la evolución de la f_{DM} calculada a partir de la masa contenida dentro del $2R_h$, e igualmente para el análisis de la evolución de la materia bariónica y de la materia oscura. Luego, vale preguntarse si las galaxias con $f_{DM} < 0.5$ dentro de este tamaño mencionado seguirán teniendo una f_{DM} menor a dicho valor si se considera la cantidad total de masa que las compone.

Para responder a este interrogante, se reprodujo el cálculo de la f_{DM} a distintos *redshifts* teniendo en cuenta los campos correspondientes a la masa total de cada subhalo, tanto para la materia bariónica como para la materia oscura. También se estudió la evolución de dichas componentes de materia considerando la totalidad de las mismas. Coincidentemente con los resultados mostrados en la Sec. 3.2, se encontró que no todas las galaxias de la muestra analizada continuaban teniendo $f_{DM} < 0.5$ a $z = 0$ si se hacía esta nueva consideración. Esto no resulta inesperado ya que, como fue mencionado en dicha sección, el valor de la f_{DM} varía dependiendo de si se la calcula dentro del $2R_h$ o no puesto que puede ocurrir que el halo de materia oscura del subhalo no se encuentre localizado en su totalidad dentro de esta escala de tamaño considerada.

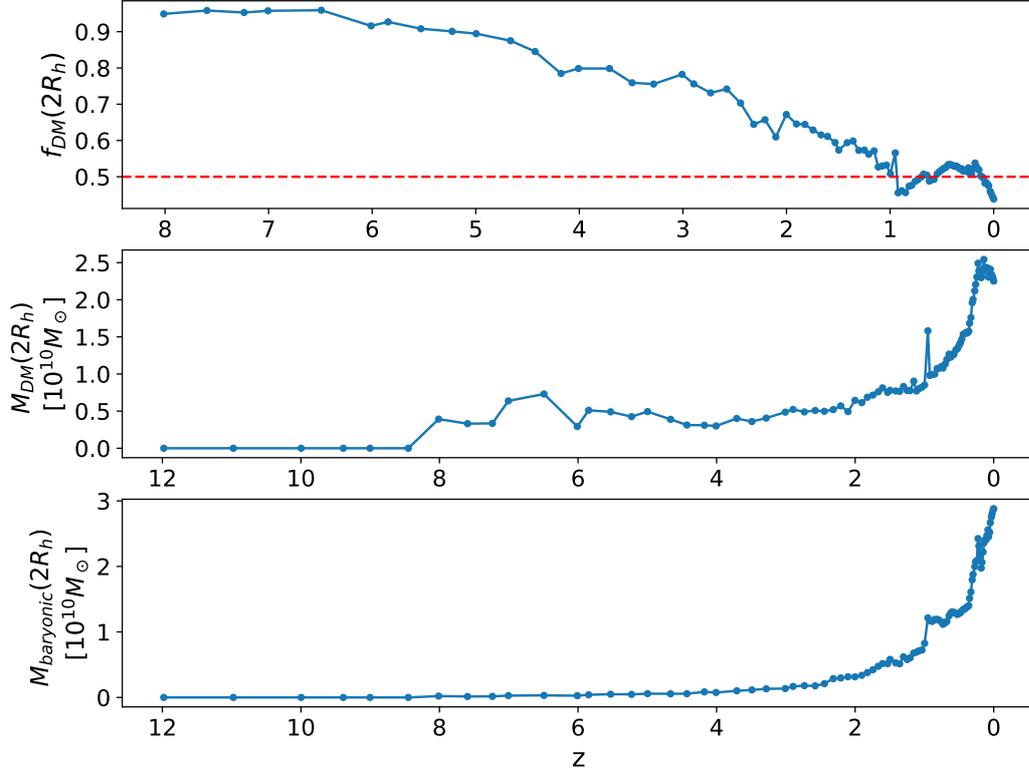


Figura 5.2. Evolución de la $f_{DM}(2R_h)$ y de las componentes de masa dentro del $2R_h$. DMDG con ID= 41 a $z = 0$.

Para el caso de los dos ejemplos mencionados anteriormente, se puede observar en la Fig. 5.3 que ambas galaxias no resultan deficientes en materia oscura si se considera la masa total de cada una en el análisis de su evolución. Se puede notar que ahora sí coinciden los valores del eje x en los tres paneles, ya que al estar considerando la masa total no se tendrá el problema de obtener $f_{DM}(tot) = 0$ o $f_{DM}(tot) = NaN$ al realizar el cálculo que se presentaba al analizar la $f_{DM}(2R_h)$.

Sin embargo, se encontraron galaxias de la muestra analizada que sí continúan siendo deficientes en materia oscura cuando se analiza la $f_{DM}(tot)$. Estas galaxias sí serían entonces DMDGs propiamente, y no sólo en su región central.

Un ejemplo de éstas es aquella con ID= 354 y $f_{DM}(2R_h) = 0.078$ a $z = 0$. En el panel superior de la Fig. 5.4 se puede observar la evolución de su $f_{DM}(2R_h)$, mientras que en los otros dos paneles se puede observar cómo evolucionan las componentes de materia bariónica y materia oscura (también dentro de su $2R_h$).

Si bien en principio parecería ser que la galaxia tiene una deficiencia en materia oscura, podría ocurrir que, al analizar la totalidad de su materia, esta deficiencia desapareciera (como ocurre en el caso de las galaxias de ID= 22 y ID= 41). Mas éste no es el caso, puesto que al analizar la $f_{DM}(tot)$ se encontró que esta deficiencia persiste. En la Fig. 5.5 se puede observar este resultado junto con la evolución de la materia oscura y materia bariónica total. Si se observa la evolución de la masa correspondiente a la materia oscura (panel del medio), se puede ver que el decrecimiento de la misma para valores de z bajos es considerable: a

5. Evolución de las DMDGs

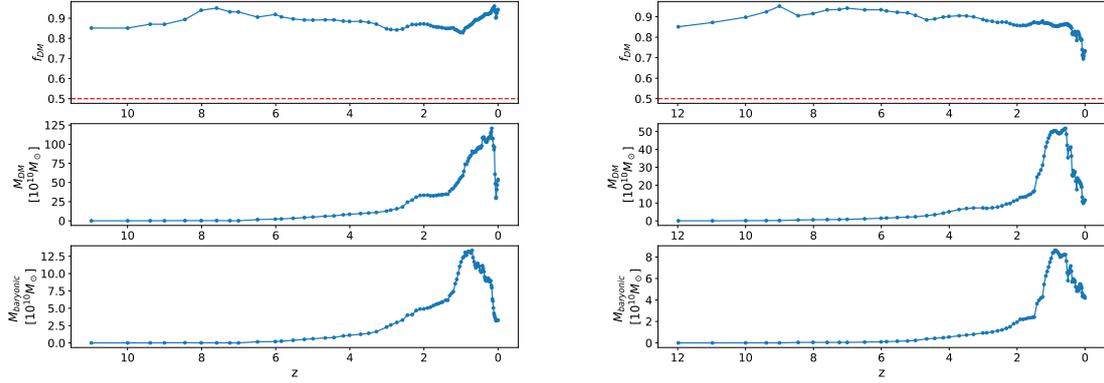


Figura 5.3. Evolución de la $f_{DM}(tot)$ y de las componentes de masa total. DMDG con ID= 22 (figura a la izquierda) y DMDG con ID= 41 (figura a la derecha) a $z = 0$.

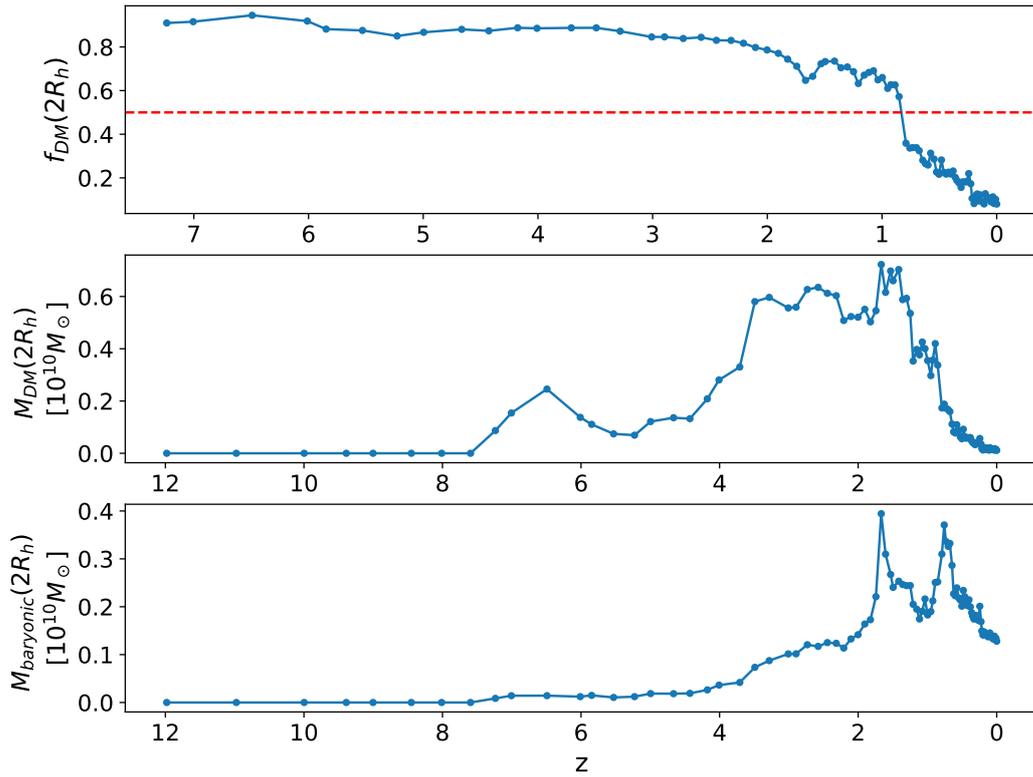


Figura 5.4. Evolución de la $f_{DM}(2R_h)$ y de las componentes de masa. DMDG con ID= 354 a $z = 0$.

$z \sim 2$ se da una disminución abrupta de la cantidad de materia oscura que compone a la DMDG y dicha cantidad se modifica en un factor que es aproximadamente 9. En contraste, se puede ver en el panel inferior que la masa correspondiente a la materia bariónica no se

modifica demasiado a partir de dicha época (si bien presenta variaciones, en general su valor permanece aproximadamente constante). Así se ve reflejado que la galaxia habrá perdido mucha más cantidad de materia oscura que de materia bariónica a partir de ese momento de su evolución. Curiosamente, si se comparan estos paneles con el panel superior, el cual se corresponde con la $f_{DM}(tot)$, se puede identificar que el comportamiento de la $f_{DM}(tot)$ comienza a cambiar y ésta disminuye a partir de $z \approx 2$. Por ende, se puede concluir que aquello que cause que la materia oscura de la DMDG disminuya tan drásticamente será responsable de la deficiencia que tendrá posteriormente.

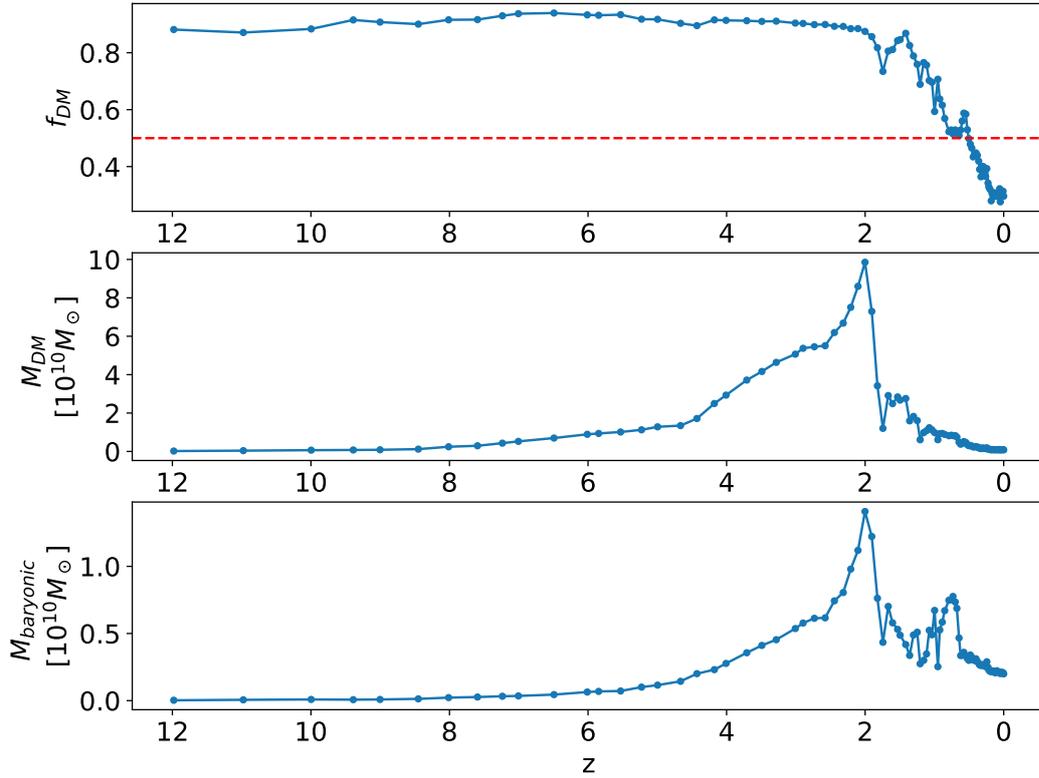


Figura 5.5. Evolución de la $f_{DM}(tot)$ y de las componentes de masa total. DMDG con ID= 354 a $z = 0$.

Se puede notar al comparar los paneles superiores de las Figs. 5.4 y 5.5 que la f_{DM} alcanza un valor muy bajo a $z = 0$ cuando se la calcula dentro del $2R_h$, pero que al calcularla considerando la totalidad de la masa de la galaxia no llega a valores tan pequeños. No obstante, no es desacertado preguntarse si es posible hallar DMDGs cuya $f_{DM}(tot) \approx 0$ realmente. De hecho, dentro de esta muestra analizada se encontraron DMDGs con esta característica.

Un ejemplo de éstas es la galaxia con ID= 758 y $f_{DM} = 0.004(2R_h)$ a $z = 0$. Se puede ver la evolución de su $f_{DM}(2R_h)$ y de su $f_{DM}(tot)$ en el panel superior de la Fig. 5.6. También se muestra la evolución de sus componentes de materia en los otros dos paneles, como se hizo en los ejemplos mostrados anteriormente.

Como se puede observar, su $f_{DM} \approx 0$ a $z = 0$ no sólo dentro del $2R_h$ sino que también lo es al calcularla teniendo en cuenta toda su masa. Esto indicaría que esta DMDG perdió casi

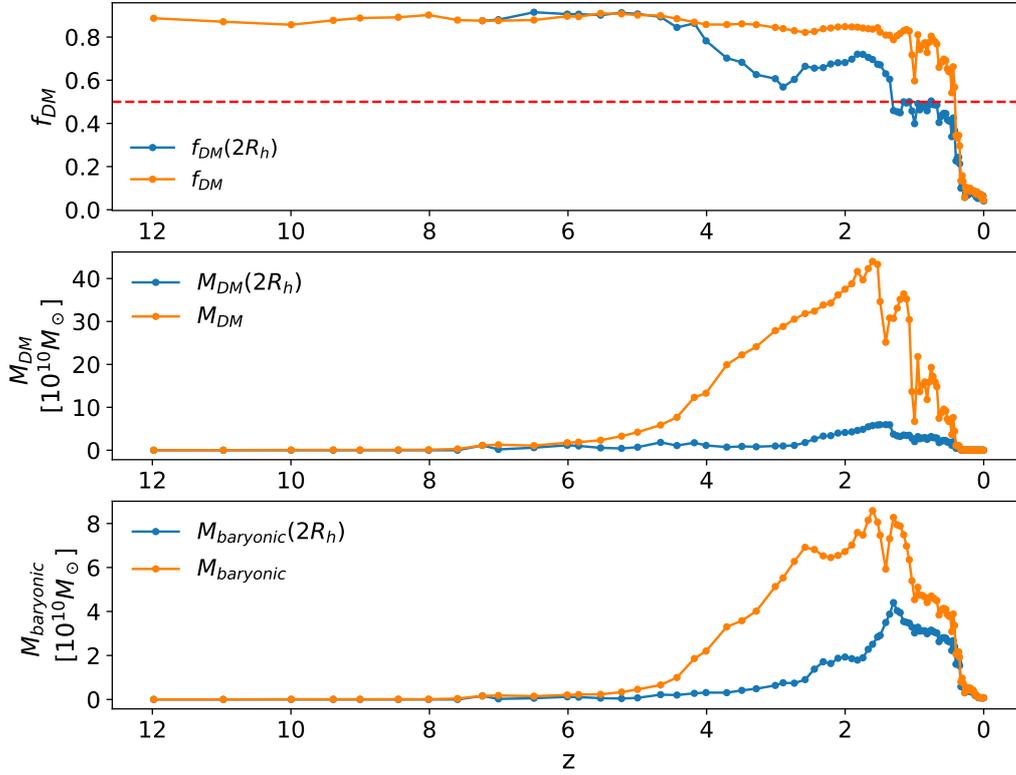


Figura 5.6. Evolución de la f_{DM} de la DMDG con ID= 758 a $z = 0$, considerando la masa contenida dentro del $2R_h$ y la masa total.

la totalidad de la materia oscura que la componía inicialmente cuando su $f_{DM}(tot)$ era ~ 0.9 . Si se analiza la evolución de la masa total de esta galaxia, se puede notar que la componente de materia oscura (panel del medio) disminuye aproximadamente 40 veces en masa a partir de $z \approx 2$ hasta $z = 0$. Esta variación se da de una manera más abrupta y es mucho mayor que la que sufre la componente de materia bariónica (panel inferior), la cual se observa que disminuye solamente 8 veces en masa en el mismo período. El proceso por el cual la galaxia pierde su masa debe ser capaz de explicar una pérdida semejante de materia oscura, puesto que la DMDG estará perdiendo todo su halo de materia oscura ya que finalmente tendrá $f_{DM}(tot) \approx 0$.

Todas las galaxias consideradas en el análisis de esta sección y, por ende, los ejemplos mostrados, tienen un origen cosmológico. Se analizó si esto era cierto a través del estudio del campo ‘*SubhaloFlag*’ de cada una (ver Sec. 4.2 para su definición), ya que de haber sido ésta falsa no se estaría estudiando galaxias sino objetos cuyo origen no es cosmológico. Así, se puede concluir que los subhalos deficientes en materia oscura estudiados son en efecto galaxias.

Para intentar explicar esta pérdida de materia oscura que sufren a lo largo de su evolución los subhalos considerados en la muestra analizada, en este trabajo se planteó un escenario en el que el mecanismo de pérdida fueran las colisiones e interacciones tidales que tiene éste con otros subhalos de su entorno. Luego, para analizar este escenario se deben conocer la

cantidad de fusiones que sufrieron las DMDGs desde que se formaron hasta $z = 0$. De poder identificar la época en la que ocurren las colisiones, se podría analizar si ésta coincide con los valores de z en los cuales la cantidad de materia oscura del subhalo decrece.

5.2. Colisiones

Con el fin de explorar un posible canal de formación de las DMDGs, se analizaron las fusiones que sufrieron los subhalos considerados en la muestra estudiada en la Sec. 5.1.1. Utilizando la función ‘*Tree*’ nuevamente, se solicitaron los campos *SubhaloID*, *NextProgenitorID*, *MainLeafProgenitorID*, *FirstProgenitorID* y *SubhaloMassType* correspondientes a cada galaxia y, realizando una combinación de estas variables, se pudo obtener la cantidad de fusiones que sufrió cada una a lo largo de su evolución. Se consideraron las fusiones entre galaxias cuyos cocientes de tamaños fueran, por lo menos, $\frac{1}{15}$; es decir, fusiones que involucraran a una galaxia al menos 15 veces más masiva que la otra que participa en la fusión. De esta manera, se incluyen tanto fusiones mayores como menores.

Para los ejemplos mencionados en la Sec. 5.1.1 se obtuvieron los resultados mostrados en la Tabla 5.1.

ID (a $z = 0$)	cantidad de fusiones
22	6
41	5
354	8
758	7

Tabla 5.1. Cantidad de fusiones que sufrieron las DMDGs mencionadas.

Las fusiones consideradas son aquéllas que cumplían que el cociente entre la galaxia indicada y la otra involucrada es de al menos $\frac{1}{15}$.

Queda identificar la época en la cual ocurren las fusiones que sufren las galaxias de la muestra analizada. De poder identificar fusiones en los mismos valores de z para los cuales la masa correspondiente a la materia oscura decrece, se podría plantear que esta pérdida podría ser consecuencia de la fusión que la galaxia sufrió en ese momento. Lo mismo ocurre con la evolución de la f_{DM} (tanto la $f_{\text{DM}}(2R_h)$ como la $f_{\text{DM}}(\text{tot})$): si se logran rastrear las fusiones que sufre la galaxia a los *redshifts* en los cuales la f_{DM} comienza a disminuir, esto podría explicar la causa de la deficiencia en materia oscura de las mismas, puesto que se podría deber a la pérdida de materia oscura que resulta de la colisión con otras galaxias.

En caso de modificarse solamente la $f_{\text{DM}}(2R_h)$ pero no la $f_{\text{DM}}(\text{tot})$ luego de la colisión, lo que estaría ocurriendo como consecuencia de la fusión es que la región central de la galaxia sufre cambios en cuanto a la cantidad de materia que la conforma pero su halo de materia oscura no se modificaría en grandes proporciones (Tissera et al., 2006; Mo et al., 2010), lo cual se podría inferir de que su $f_{\text{DM}}(\text{tot})$ no disminuya notablemente. Este cambio se puede deber a que, luego de la colisión, al acomodarse la materia que conformaba la región central del subhalo, se obtiene un R_h menor al se tenía previamente y, por ende, la cantidad de materia oscura que se encuentre contenida dentro de esta nueva región central más compacta sea menor.

El análisis de la época en la que ocurren las colisiones que sufren las galaxias de la muestra analizada es actualmente un trabajo en proceso, por lo que no es posible presentar resultados concluyentes en esta tesis.

Capítulo 6

Discusión y conclusiones

En esta tesis se realizó una búsqueda de galaxias que presentan una deficiencia en materia oscura ya sea en su región central como cuando se las analiza en su totalidad, cuya existencia se desconocía hasta hace poco tiempo y aún sigue presentando controversias desde el punto de vista teórico y desde el punto de vista observacional. Adicionalmente, se estudiaron algunas características de las mismas y se planteó un posible escenario que explicaría tanto su formación como su evolución.

Este trabajo requirió el aprendizaje de la utilización de la simulación IllustrisTNG, la cual fue empleada para poder estudiar las DMDGs. Esto incluyó comprender cómo funcionan las simulaciones, cómo están conformadas, qué datos tienen disponibles y con cuáles se puede trabajar, aprender a usar el entorno *JupyterLab* y las funciones allí definidas, y entender tanto el alcance de estas funciones como la correcta manera de aplicarlas. Además, hubo un profundo aprendizaje en cuanto al lenguaje de programación *Python*, ya que este proyecto implicó la elaboración de varios códigos que fueron utilizados para la obtención de datos, el cálculo de distintos parámetros y magnitudes, el análisis de los resultados obtenidos y la representación gráfica de los mismos.

La simulación utilizada a lo largo de esta tesis está enmarcada en el modelo cosmológico estándar. Por este motivo, todos los resultados obtenidos y presentados son factibles dentro del marco de este modelo estándar. Según éste, la componente de materia oscura es la componente dominante en el Universo, y tanto las galaxias masivas como aquéllas poco masivas están dominadas por ésta aunque sea en sus regiones centrales.

Luego de un extenso estudio de las poblaciones de galaxias a $z = 0, 0.1, 0.4, 1$ y 2 que se pueden analizar a través de las simulaciones hidrodinámicas empleadas, se encontró una muestra de galaxias que no cumplen esta condición sino que son deficientes en materia oscura. En base a los resultados obtenidos concluimos entonces que efectivamente la formación de DMDGs es posible dentro del modelo de formación de galaxias contemporáneo. Analizando con mayor profundidad esta población de DMDGs se pudo distinguir entre aquellas galaxias cuya deficiencia en materia oscura está presente solamente en su región central y aquellas galaxias con una deficiencia en materia oscura que persiste cuando se la considera en su totalidad. Para aquellas galaxias que se cumple que $f_{\text{DM}}(\text{tot}) < 0.5$, se cumple también que $f_{\text{DM}}(2R_h) < 0.5$; sin embargo no ocurre el escenario opuesto ya que no todas las galaxias con deficiencia en materia oscura en la región central continúan presentando dicha deficiencia si se considera la totalidad de su masa.

Los rangos de masa en los cuales se encontraron ambas clases de DMDGs son diferentes: por un lado, las galaxias deficientes en materia oscura solamente en su región central abarcan un amplio rango de masas, ya que se hallaron subhalos de este tipo que van desde masas tales como $\sim 10^7 M_\odot$ hasta $\sim 10^{13} M_\odot$; por otro lado, las galaxias que resultan deficientes

en materia oscura al analizar toda su masa no incluyen tanta variedad en los valores de sus masas y se limitan a ser galaxias poco masivas con masas menores a $\sim 10^{10} M_{\odot}$. Del análisis a distintos *redshifts* se puede destacar que, a pesar de siempre ser galaxias poco masivas, las DMDGs halladas a altos valores de z son en general más masivas que aquéllas encontradas en épocas posteriores.

Si bien en los catálogos que conforman la base de datos de la simulación utilizada se identifican subhalos, no todos estos son en verdad galaxias puesto que no cumplen una serie de requisitos mencionados en la Sec. 4.2. Es importante destacar esto ya que se encontró que algunos de los subhalos que no representan galaxias eran deficientes en materia oscura dentro de su $2R_h$. Estos objetos no tienen un origen cosmológico y no fueron tenidos en cuenta al realizar el análisis de la evolución de la masa de las DMDGs.

Todas las DMDGs halladas y analizadas, ya sea aquéllas cuya deficiencia se limita a la región central como aquéllas en las que no, tienen un origen cosmológico y comenzaron teniendo una $f_{\text{DM}}(2R_h)$ y $f_{\text{DM}}(tot)$ alta, por lo que originalmente, al formarse, estaban compuestas en gran parte por masa correspondiente a materia oscura. Posteriormente, a lo largo de su evolución fueron perdiendo su halo de materia oscura por algún mecanismo lo suficientemente poderoso como para que, en algunos casos, el halo de materia oscura de la galaxia se desprenda casi por completo puesto que se hallaron DMDGs con $f_{\text{DM}}(tot) \approx 0$. Planteando que las causantes de esta pérdida de masa de materia oscura son las colisiones que tiene la galaxia a lo largo de su historia, se estudió si las DMDGs de la muestra seleccionada sufrieron fusiones mayores y fusiones menores.

En el futuro se espera poder identificar en qué *redshifts* ocurrieron las fusiones que sufrieron las DMDGs para así poder rastrear la historia de evolución de la masa de materia oscura que las compone a estos valores de z y estudiar allí su comportamiento. Esto mismo se desea reproducir con la evolución de la $f_{\text{DM}}(2R_h)$ y $f_{\text{DM}}(tot)$ para poder confirmar si efectivamente sus valores decrecen luego de que la DMDG sufre la colisión. De esta manera se espera poder determinar si el escenario planteado como posible canal de formación de las DMDGs es acertado. También se pretende poder corroborar si las DMDGs halladas a $z = 0$ son las mismas que aquéllas presentes en épocas más tempranas.

Bibliografía

- Burkert A., 1995, *ApJ*, **447**, L25
- Crain R. A., et al., 2015, *MNRAS*, **450**, 1937
- Duc P.-A., et al., 2014, *MNRAS*, **440**, 1458
- Genel S., et al., 2014, *MNRAS*, **445**, 175
- Guo Q., et al., 2020, *Nature Astronomy*, **4**, 246
- Jing Y., Wang C., Li R., Liao S., Wang J., Guo Q., Gao L., 2019, *MNRAS*, **488**, 3298
- Kravtsov A. V., Klypin A. A., Bullock J. S., Primack J. R., 1998, *ApJ*, **502**, 48
- Mo H., van den Bosch F. C., White S., 2010, *Galaxy Formation and Evolution*
- Montes M., Infante-Sainz R., Madrigal-Aguado A., Román J., Monelli M., Borlaff A. S., Trujillo I., 2020, *ApJ*, **904**, 114
- Natarajan P., Sigurdsson S., Silk J., 1998, *MNRAS*, **298**, 577
- Nelson D., et al., 2019, *Computational Astrophysics and Cosmology*, **6**, 2
- Ogiya G., 2018, *MNRAS*, **480**, L106
- Schaye J., et al., 2015, *MNRAS*, **446**, 521
- Shin E.-j., Jung M., Kwon G., Kim J.-h., Lee J., Jo Y., Oh B. K., 2020, *The Astrophysical Journal*, **899**, 25
- Silk J., 2019, *MNRAS*, **488**, L24
- Springel V., White S. D. M., Tormen G., Kauffmann G., 2001, *MNRAS*, **328**, 726
- Tissera P. B., Smith Castelli A. V., Scannapieco C., 2006, *A&A*, **455**, 135
- Vogelsberger M., et al., 2014, *MNRAS*, **444**, 1518
- Wechsler R. H., Tinker J. L., 2018, *ARA&A*, **56**, 435
- van Dokkum P., et al., 2018a, *Nature*, **555**, 629
- van Dokkum P., Danieli S., Cohen Y., Romanowsky A. J., Conroy C., 2018b, *ApJ*, **864**, L18
- van Dokkum P., Danieli S., Abraham R., Conroy C., Romanowsky A. J., 2019, *ApJ*, **874**, L5