

**FORMACIÓN Y EVOLUCIÓN DE  
GALAXIAS DE MASA SIMILAR A LA  
VÍA LÁCTEA: ANÁLISIS DE SUS  
PROGENITORES PRINCIPALES EN  
SIMULACIONES NUMÉRICAS  
COSMOLÓGICAS**

Leandro Daniel Lopez

Directora: Maria Emilia De Rossi

Colaborador: Lucas J. Zenocratti

---

Tesis de Licenciatura en Ciencias Físicas

Facultad de Ciencias Exactas y Naturales

Universidad de Buenos Aires

Junio 2024



# Índice general

<b>Resumen</b>	<b>1</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>3</b>
1.1. Principio Cosmológico . . . . .	3
1.2. Corrimiento al rojo por efecto Doppler . . . . .	3
1.3. Expansión del universo . . . . .	4
1.3.1. Factor de escala y métrica de Robertson-Walker . . . . .	4
1.3.2. Corrimiento al rojo de origen cosmológico y métrica . . . . .	6
1.4. Ecuaciones de campo y composición del universo . . . . .	7
1.4.1. Modelo cosmológico y distribución de materia . . . . .	8
1.5. La Vía Láctea como parte de la población de galaxias del Universo Local . . . . .	9
1.5.1. Caracterización y clasificación de galaxias . . . . .	9
1.5.2. Galaxias elípticas y espirales . . . . .	10
1.5.3. La Vía Láctea . . . . .	13
1.5.4. Motivaciones del trabajo . . . . .	15
<b>2. Simulaciones cosmológicas</b>	<b>17</b>
2.1. Simulaciones EAGLE . . . . .	17
2.2. Galaxias en EAGLE . . . . .	19
2.3. Modelos subgrilla . . . . .	20
2.3.1. Enfriamiento radiativo . . . . .	20
2.3.2. Formación estelar . . . . .	21
2.3.3. Pérdida de masa estelar . . . . .	22
2.3.4. <i>Feedback</i> estelar . . . . .	23
2.3.5. Agujeros negros y <i>feedback</i> de AGN . . . . .	25
<b>3. Selección de galaxias análogas a la Vía Láctea</b>	<b>29</b>
3.1. Criterios de selección de la muestra . . . . .	29
3.2. Distribuciones de propiedades a $z = 0$ . . . . .	30
3.2.1. Masa estelar y masa de gas <i>star-forming</i> . . . . .	31
3.2.2. Metalicidades y abundancias químicas . . . . .	31
3.2.3. Masa de agujeros negros . . . . .	35
3.2.4. Cinemática y morfología . . . . .	36
3.2.5. Propiedades fotométricas y masa de polvo . . . . .	39

3.3. Caracterización de galaxias centrales según su morfología a $z = 0$	40
3.4. Selección de galaxias “tipo Vía Láctea” . . . . .	44
<b>4. Historias evolutivas y árboles de fusiones</b>	<b>45</b>
4.1. Árboles de fusiones . . . . .	45
4.2. Evolución individual de dos galaxias morfológicamente distintas	46
4.3. Historias evolutivas de muestras estadísticas de galaxias . . . . .	50
<b>5. Progenitores de galaxias tipo Vía Láctea vs. galaxias de similar masa a <math>z = 3</math></b>	<b>55</b>
5.1. Distribución de propiedades a $z = 3$ . . . . .	56
5.2. Relaciones de escala a $z=3$ . . . . .	59
<b>6. Conclusiones</b>	<b>63</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>67</b>

# Resumen

Esta tesis se focalizó en el análisis de la evolución de galaxias con características similares a la Vía Láctea. Para ello, se trabajó con galaxias provistas por las simulaciones cosmológicas e hidrodinámicas EAGLE (*Evolution and Assembly of Galaxies and their Environments*). De la simulación de mayor volumen (denominada “Ref-L100N1504” dentro del set de simulaciones), se eligieron galaxias con masas de halo similares a la Vía Láctea, y se estudiaron distintas propiedades para dicha población. A esta muestra general de galaxias, se la separó en centrales y satélites, analizando en mayor profundidad a las primeras ya que nuestra Vía Láctea es mejor representada por tales sistemas. Para las galaxias centrales, se estudiaron diferentes relaciones de escala, a corrimiento al rojo  $z = 0$ , entre la morfología y otras propiedades fundamentales de tales sistemas. Posteriormente, se establecieron nuevos criterios para la construcción de una nueva población de galaxias denominada “tipo Vía Láctea”, constituida por objetos con propiedades más consistentes con las observadas para nuestra Galaxia. Se realizó un estudio preliminar de la evolución temporal de galaxias individuales con morfologías distintas y, luego, de manera estadística, se analizó la evolución de las propiedades de la muestra de galaxias centrales y de sistemas tipo Vía Láctea, desde tiempos tempranos del Universo hasta la actualidad. Se encontró que las galaxias del tipo Vía Láctea son más masivas y presentan mayor formación estelar a lo largo de su historia evolutiva que la población más típica de galaxias centrales. También, las galaxias tipo Vía Láctea empiezan a manifestar diferencias en sus propiedades con el resto de las galaxias centrales para valores altos de  $z$ . Finalmente, se analizaron las propiedades de las muestras de galaxias centrales y tipo Vía Láctea a  $z \approx 3$ , comparándolas con la población general de galaxias al mismo valor de  $z$  dentro de un rango de masa estelar  $M_\star$  dado. Se encontró que los progenitores de galaxias similares a la Vía Láctea tienden a encontrarse localizados en halos más masivos que la población general de galaxias de la misma masa y al mismo  $z$ , presentando mayor cantidad de masa bariónica y de materia oscura, como también menores valores del color u-r.



# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1. Principio Cosmológico

La cosmología estudia el origen y evolución del Universo en su conjunto. La cosmología moderna asume que el Universo se rige bajo el principio cosmológico. Es decir, la distribución de materia del Universo es isótropa y homogénea espacialmente. El principio cosmológico se considera válido para toda época cósmica.

Si bien a escalas galácticas la materia no se distribuye homogéneamente, a gran escala el principio cosmológico constituye una buena aproximación. La transición a la homogeneidad se da en escalas entre 100 Mpc y 1000 Mpc. Tales escalas son suficientemente más extensas que las asociadas a cúmulos de galaxias pero son relativamente pequeñas comparadas con el tamaño del Universo visible, el cual comprende alrededor de 9000 Mpc.

Respecto de la isotropía, la radiación de fondo de microondas es la evidencia principal, dado que la misma muestra un grado alto de isotropía para grandes escalas angulares. Notemos, además, que isotropía en cada punto implica homogeneidad, lo cual es consistente con la validez de nuestra asunción inicial.

### 1.2. Corrimiento al rojo por efecto Doppler

Las líneas espectrales que observamos de una estrella que se ubica en la Vía Láctea no se corresponden de manera exacta a las longitudes de onda de esas mismas líneas espectrales en el laboratorio. Estas se encuentran corridas al rojo o al azul por una cantidad que depende de la velocidad relativa de la estrella respecto a la Tierra.

El corrimiento al rojo o *redshift* (término que usaremos desde el capítulo 2 en adelante),  $z$ , está definido por:

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_e}, \text{ con} \quad (1.1)$$

$$\Delta\lambda = \lambda_o - \lambda_e, \quad (1.2)$$

donde  $\lambda_e$  es la longitud de onda emitida por la estrella, mientras que  $\Delta\lambda$  es la diferencia entre la longitud de onda detectada por el observador ( $\lambda_o$ ) y la emitida por la fuente.

Cuando observamos una galaxia, no vemos las estrellas de forma individual, si no que observamos la luz integrada de varias estrellas. Por lo tanto, las líneas espectrales observadas se amplían en  $\Delta\lambda/\lambda_e \sim 10^{-3}$  debido al movimiento de las estrellas en esa galaxia. Para miembros dentro del Grupo Local, las velocidades son del orden de algunos cientos de km/s y dan corrimientos al rojo o al azul del mismo orden que el ensanchamiento de la línea. Incluso para algunas de las galaxias más cercanas, el rango de velocidades se ubica entre 70 km/s, para las fuentes que se acercan a nosotros, y 2600 km/s, para aquellas que se alejan.

A primera aproximación y para fuentes ubicadas en el *Universo Local*, como mencionamos, uno puede asumir que el corrimiento de las líneas espectrales está asociado principalmente al efecto Doppler. Sin embargo, la situación es distinta para galaxias más alejadas, como veremos más adelante.

## 1.3. Expansión del universo

### 1.3.1. Factor de escala y métrica de Robertson-Walker

Dentro del paradigma cosmológico actualmente aceptado, el Universo se encuentra en expansión. La isotropía en cada punto del Universo implica que la expansión está dada por una función  $R(t)$  que solo depende del tiempo. Esta función es denominada factor de escala. Del mismo principio cosmológico, se deriva una relación entre la velocidad relativa de una galaxia respecto del observador,  $v$ , y la distancia entre éstos ( $l$ ), ambos relacionados por el factor de escala mediante la siguiente expresión:

$$v = \frac{\dot{R}}{R}l. \quad (1.3)$$

Al cociente entre la derivada temporal del factor de escala  $\dot{R}$  y la función  $R(t)$ , se lo conoce como parámetro de Hubble  $H(t)$ :

$$H(t) = \frac{\dot{R}}{R}. \quad (1.4)$$

Entonces, la primera ecuación se puede escribir de manera compacta como:

$$v = Hl. \quad (1.5)$$

Para describir la métrica del espacio-tiempo de un universo homogéneo e isótropo espacialmente, Robertson y Walker encontraron una solución para espacios tri-dimensionales. Solo hay tres posibles geometrías para un universo

donde se cumple el principio cosmológico. La antedicha métrica, en coordenadas esféricas, se escribe:

$$ds^2 = c^2 dt^2 - R^2(t) \left[ \frac{dr^2}{1 - kr^2} + r^2(d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2) \right]. \quad (1.6)$$

En lo anterior,  $c$  es la velocidad de la luz,  $r$  y  $t$  corresponden a la coordenada radial y temporal respectivamente, mientras que  $k$  es una constante que define la geometría del espacio-tiempo según su valor:

- $k = 1$ : geometría esférica
- $k = 0$ : geometría plana
- $k = -1$ : geometría hiperbólica

Esta métrica no es euclíadiana y, por lo tanto, la distancia entre dos puntos separados radialmente no es simplemente  $R(t)r$ . En la métrica de Robertson y Walker, la distancia radial, a tiempo constante, para puntos separados entre sí por  $dr$  ( $d\theta = d\phi = 0$ ), nos da:

$$dl = R(t)(1 - kr^2)^{-1/2} dr. \quad (1.7)$$

Si además elegimos el origen de coordenadas como uno de los puntos ( $r = 0$ ) y la coordenada radial  $r_1$  para el segundo punto, entonces tenemos que la longitud propia en esta métrica es:

$$l = R(t) \int_0^{r_1} (1 - kr^2)^{-1/2} dr. \quad (1.8)$$

Esto nos lleva a introducir una coordenada radial nueva,  $\chi$ , la cual se define como:

$$d\chi = (1 - kr^2)^{-1/2} dr. \quad (1.9)$$

La distancia radial entre los dos puntos antes mencionados queda definida, entonces, como  $R(t)\chi$ . Se puede notar que, si uno deriva esta última ecuación 1.9 respecto del tiempo, obtiene la relación entre velocidad y distancia descrita por la ecuación 1.5, por lo que tal expresión es válida para todas las distancias.

En la métrica de Robertson-Walker, los observadores que se encuentran localizados fijos a las coordenadas espaciales son denominados observadores comóviles. Tales observadores ven al universo expandiéndose de forma isotrópica. Como las coordenadas espaciales son constantes (es decir,  $d\theta = d\phi = dr = 0$ ), obtenemos que:

$$dt^2 = d\tau^2, \quad (1.10)$$

donde  $\tau$  es llamado tiempo propio. Se define, entonces, a  $t$  como el tiempo cósmico. Por el principio cosmológico, todos los observadores comóviles son equivalentes y, por lo tanto, el tiempo que miden es el mismo.

### 1.3.2. Corrimiento al rojo de origen cosmológico y métrica

El corrimiento al rojo de galaxias lejanas es una evidencia clara de la expansión del universo. Tal corrimiento al rojo, de origen cosmológico, suele ser generalmente utilizado para caracterizar la distancia a fuentes extragalácticas lejanas.

Consideremos la emisión de dos rayos de luz por parte de una fuente ubicada en el espacio. Asumamos que los tiempos de emisión de los rayos son  $t_e$  y  $t_e + dt_e$ . Éstos son recibidos a tiempos  $t_o$  y  $t_o + dt_o$  por un observador, a quien consideraremos ubicado en el origen de coordenadas. Este observador es cómovid. Por otro lado,  $d\theta$  y  $d\phi$  valen cero. Además, como se trata de rayos de luz, el intervalo  $ds^2$  también debe anularse, por lo que la métrica queda dada por la siguiente expresión:

$$\frac{dt}{R} = -\frac{dr}{(1 - kr^2)^{1/2}}. \quad (1.11)$$

Para el primer rayo de luz, integrando entre los tiempos de emisión y recepción, obtenemos:

$$c \int_{t_e}^{t_0} \frac{1}{R} dt = - \int_{r_e}^0 \frac{1}{(1 - kr^2)^{1/2}} dr. \quad (1.12)$$

Para el segundo rayo de luz, se obtiene una expresión completamente análoga, salvo que se integra entre los tiempos  $t_o + dt_0$  y  $t_e + dt_e$  en el lado izquierdo. Además, como las coordenadas espaciales son constantes, entonces las integrales temporales son iguales. De esta manera, igualándolas y reordenando los límites de integración, obtenemos:

$$c \int_{t_0}^{t_0 + dt_0} \frac{1}{R} dt = c \int_{t_e}^{t_e + dt_e} \frac{1}{R} dt. \quad (1.13)$$

Como  $dt_e$  y  $dt_0$  son despreciables comparados con  $t_0 - t_e$ , se obtiene:

$$\frac{dt_e}{R(t_e)} = \frac{dt_0}{R(t_0)}. \quad (1.14)$$

En esta ecuación  $dt_e$  y  $dt_0$  corresponden a los períodos de los rayos de luz, entonces:

$$1 + z = \frac{\lambda_0}{\lambda_e} = \frac{dt_0}{dt_e}, \quad (1.15)$$

$$1 + z = \frac{R(t_0)}{R(t_e)}. \quad (1.16)$$

Esta expresión es conocida como la regla del corrimiento al rojo de Lemaitre. Nos indica el valor del corrimiento al rojo en función de la expansión del

universo, y es general para todo tiempo (y distancia).

Para valores de velocidades de galaxias mucho menores a la de la luz, el corrimiento al rojo se puede expresar como:

$$z = \frac{v}{c}. \quad (1.17)$$

Es decir, para pequeños valores de corrimiento al rojo, se puede escribir la ecuación 1.17 como:

$$z = \frac{H}{c}l. \quad (1.18)$$

Esta relación entre el *redshift* y la distancia  $l$  entre el observador y una galaxia es conocida como Ley de Hubble, y es válida solo para valores pequeños de *redshift*.

## 1.4. Ecuaciones de campo y composición del universo

La métrica de Robertson-Walker es obtenida considerando sólo las simetrías que debe tener la geometría del espacio-tiempo. Para conocer como se relaciona la materia con esta misma geometría, debemos añadir la teoría de la relatividad general de Einstein. La unión de dicha geometría y la relatividad general, describen lo que se denomina el modelo cosmológico FLRW (Friedmann - Lemaître - Robertson - Walker).

Si el universo es tratado como un fluido que posee una densidad  $\rho$  y una presión  $p$ , de las ecuaciones de Einstein en esa métrica, podemos obtener la relación de Friedmann:

$$\dot{R}^2 = \frac{8}{3}\pi G\rho R^2 - kc^2 + \frac{1}{3}\Lambda R^2, \quad (1.19)$$

donde  $k$  indica la geometría del espacio-tiempo, y  $\Lambda$  es la constante cosmológica. La densidad  $\rho$  incluye contribuciones de materia y radiación. Definiendo los parámetros de densidad:

$$\Omega_\rho = \frac{8\pi G\rho}{3H^2}, \quad (1.20)$$

$$\Omega_\Lambda = \frac{\Lambda}{3H^2}, \quad (1.21)$$

$$\Omega = \Omega_\rho + \Omega_\Lambda, \quad (1.22)$$

podemos finalmente reescribir la ecuación de Friedmann como:

$$-kc^2 = H^2 R^2 (1 - \Omega). \quad (1.23)$$

Observemos que los valores de densidad  $\Omega$  nos indican la curvatura del espacio:

- Un universo con curvatura espacial negativa presenta  $k = -1$ , implicando  $\Omega < 1$ .
- Un universo con curvatura espacial plana presenta  $k = 0$ , implicando  $\Omega = 1$ .
- Un universo con curvatura espacial positiva presenta  $k = +1$ , implicando  $\Omega > 1$ .

Como se explica en la próxima sección 1.4.1, este trabajo se basa en el modelo cosmológico ΛCMD. Los valores actuales de los parámetros cosmológicos según Planck Collaboration et al. 2021 son:

- $\Omega_b h^2 = 0,02237 \pm 0,00015$
- $\Omega_c h^2 = 0,1200 \pm 0,0012$
- $\Omega_\Lambda = 0,6847 \pm 0,0073$
- $H_0 = 67,36 \pm 0,54 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$

donde  $\Omega_b$  y  $\Omega_c$  son los parámetros de densidad de materia bariónica y oscura respectivamente, y la suma de ambos es igual a  $\Omega_\rho$ . La constante de Hubble reducida  $h$  se encuentra dada por  $h = H_0/100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .

#### 1.4.1. Modelo cosmológico y distribución de materia

Hasta acá, todas las ecuaciones son válidas para un universo altamente homogéneo, y son una excelente aproximación para la descripción del universo en grandes escalas. Sin embargo, a escalas más pequeñas, se asume que las galaxias y cúmulos de galaxias han evolucionado partiendo de pequeñas fluctuaciones de densidad provocadas por la gravedad, por lo que se necesita incluir inhomogeneidades al modelo anterior. En esta tesis, nos basaremos en el modelo cosmológico ΛCMD, el cual asume que el universo está compuesto por bariones, fotones y neutrinos relativistas, además de materia oscura fría y energía oscura, siendo esta última representada por la constante cosmológica. En este modelo, se considera que las perturbaciones de materia oscura crecieron hasta alcanzar densidades mayores a la densidad media del universo, colapsando para formar objetos ligados gravitacionalmente. A medida que el gas cayó dentro de los pozos de potencial generados por la materia oscura, parte del mismo comenzó a aumentar su densidad y a bajar su temperatura, dando lugar con el tiempo a la actividad de formación estelar y la formación

de las primeras galaxias. En etapas subsiguientes, las poblaciones de galaxias continuaron evolucionando a través de lo que se conoce como *agregación jerárquica de la estructura*, es decir, a partir de interacciones y fusiones con otros sistemas. De esta manera, las estructuras más masivas que observamos en el universo, se formaron a partir del ensamblaje o unión de otras menos masivas.

## 1.5. La Vía Láctea como parte de la población de galaxias del Universo Local

### 1.5.1. Caracterización y clasificación de galaxias

Inspeccionando imágenes de galaxias, observamos que ellas varían mucho en su morfología. Hubble las ordenó y clasificó en cuatro grandes grupos: elípticas, espirales, lenticulares e irregulares. También, éstas pueden ser clasificadas de acuerdo a otras propiedades tales como su luminosidad, brillo, contenido de gas, nivel de formación estelar actual, etc.

A continuación, describiremos, a grandes rasgos, una de las clasificaciones más comunes y básicas de los tipos morfológicos de galaxias que pueden hallarse en el Universo Local.

- **Galaxias elípticas:** Poseen curvatura suave. Sus isofotas<sup>1</sup> son casi elípticas. Éstas se dividen en varios subtipos de acuerdo a los valores de los semiejes mayor y menor.
- **Galaxias espirales:** Estas galaxias tienen discos delgados con estructuras de brazos espirales. A su vez, se clasifican en dos subgrupos: espirales barradas (la Vía Láctea, por ejemplo) y normales, dependiendo si poseen o no una estructura en forma de barra en la parte central de la galaxia. Éstas se dividen a su vez en tres tipos de clases (a, b y c), considerando criterios que involucran diferentes rasgos de las galaxias: fracción de luz en el bulbo; cómo y qué tan plegados se encuentran los brazos espirales; y el grado en que estos brazos están compuestos de estrellas, regiones de HII y polvo.
- **Galaxias lenticulares o S0:** Son una clase intermedia entre elípticas y espirales. Al igual que las elípticas, la luz se distribuye suavemente, sin presentar subestructuras como brazos espirales o regiones HII. No obstante, sí suelen mostrar un bulbo y un disco delgado, al igual que las galaxias espirales, sólo que el bulbo es más dominante en las lenticulares. Algunas pueden tener una barra en el centro, las cuales se clasifican como SB0.

---

<sup>1</sup>Las isofotas constituyen curvas cerradas alrededor de la galaxia y se definen a partir de regiones que poseen el mismo valor de brillo.

- **Galaxias irregulares:** No poseen un bulbo dominante y ninguna simetría claramente definida. Su apariencia es irregular, de ahí su nombre, y son dominadas por regiones HII. Muchos autores suelen incluirlas en sus muestras como una extensión de las galaxias espirales.

### 1.5.2. Galaxias elípticas y espirales

En esta tesis, haremos especial énfasis en la caracterización de los procesos físicos que llevan a una galaxia a convertirse en una espiral como la Vía Láctea. A su vez, intentaremos comparar los posibles escenarios de formación de sistemas espirales con aquellos asociados a galaxias elípticas de masa similar a la Vía Láctea.

Con respecto a las galaxias lenticulares e irregulares, algunos escenarios de formación de galaxias las consideran como sistemas en transición o evolución entre las galaxias espirales y elípticas. Por ejemplo, una galaxia irregular puede resultar de una fusión entre galaxias espirales, que, con el tiempo, puede llegar a evolucionar hacia la forma elíptica. El origen de las lenticulares, que comparten características con espirales y elípticas, es todavía muy debatido. En esta tesis, no profundizaremos en el origen de estos dos últimos tipos morfológicos, no obstante, haremos mención a ellos de ser necesario.

A continuación, se describen en mayor detalle las características de las galaxias elípticas y espirales.

#### Galaxias elípticas

Las galaxias elípticas están caracterizadas por tener forma elipsoidal. Poseen curvatura suave y se dividen en diferentes subtipos de acuerdo a su elipticidad: E0, E1,E2,...E7, donde el número del subtipo depende de las longitudes del semieje mayor y menor de la galaxia.

Están compuestas por estrellas viejas y enriquecidas químicamente, por lo que estas galaxias suelen ser rojas. Pero, fuera de la región central, las estrellas que las componen tienen un color más azulado (i.e., presentan un gradiente de colores).

La luminosidad de las galaxias elípticas aumenta con el tamaño de las mismas. En particular, existe un subgrupo de ellas que se conocen como galaxias enanas ya que son las de menor tamaño y, por lo tanto, las menos luminosas. Por otro lado, se cree que la mayoría de las galaxias elípticas masivas poseen, en su centro, un agujero supermasivo que representa  $\sim 0,1\%$  de la masa estelar total de la componente esferoidal.

Las isofotas de las galaxias elípticas se aproximan a una elipse. De acuerdo a la forma de las mismas, se las puede clasificar en dos subgrupos ya que poseen diferentes propiedades: “*disky*” (con forma de disco) y “*boxy*” (con forma de caja). Las últimas son brillantes, rotan lentamente y emiten ondas de radio

y rayos X más intensas que el promedio. Por otra parte, las elípticas del tipo “*disky*” suelen ser más tenues, poseen una significativa velocidad de rotación y casi no muestran emisión de rayos X u ondas de radio.

La cinemática y las propiedades fotométricas de las galaxias elípticas están correlacionadas. En particular, las que poseen una mayor dispersión de velocidad también son más brillantes. Contrario a lo que se cree, las galaxias elípticas contienen una cantidad significativa de medio interestelar (ISM, por sus siglas en inglés) que es bastante diferente en carácter al de las galaxias espirales (Roberts et al., 1991; Buson et al., 1993). Varias elípticas contienen pequeñas cantidades de gas caliente ionizado, gas frío y polvo. Masas típicas son  $10^2 - 10^4 M_{\odot}$ , para el gas ionizado, y  $10^6 - 10^8 M_{\odot}$ , para la componente fría. Contrario a lo que sucede para las galaxias espirales, la cantidad de polvo, gas atómico y molecular no correlacionan con la luminosidad para las galaxias elípticas. En varios casos, el polvo y el gas ionizado se ubican en el centro de la galaxia elíptica, en una pequeña componente discoidal, mientras que, en otros casos, se tienen morfologías filamentarias o irregulares de polvo (van Dokkum & Franx, 1995; Tran et al., 2001). Estas componentes de gas y polvo pueden resultar de la perdida acumulada de masa estelar dentro de la galaxia o de acreciones procedentes de sistemas externos. Esto último se respalda en el hecho de que los discos de polvo y gas a veces son encontrados desacoplados de la componente estelar (Bertola et al., 1992).

## Galaxias espirales

Las galaxias espirales, como la Vía Láctea, poseen una morfología mucho más compleja que la de las galaxias elípticas. Típicamente, consisten de un disco delgado con brazos espirales y, a veces, una barra, además de un bulbo en el centro. Este último domina la luz de la galaxia en las de “tipo temprano” y puede estar completamente ausente en las de “tipo tardío”. La estructura espiral está definida, principalmente, por estrellas jóvenes, y regiones de HII, de gas molecular y de absorción de polvo. La estructura vertical del disco a veces revela dos componentes separadas: un disco fino y otro grueso. Además, existe evidencia de que las galaxias discoidales también poseen un halo estelar esferoidal, el cual se extiende hacia grandes radios.

En general, para una luminosidad dada, las galaxias discoidales son más azules que las galaxias elípticas. Esto se debe, fundamentalmente, al hecho de que las galaxias discoidales aún forman estrellas activamente (las poblaciones estelares jóvenes son, en general, más azules). Al igual que para las elípticas, los discos más luminosos son más rojos. No obstante, la dispersión en la relación color-magnitud es más grande que para las elípticas, y parte de esta dispersión es provocada por los efectos de inclinación, donde los discos más inclinados son más afectados por la extinción por polvo y, entonces, se ven más enrojecidos. Cabe notar que, igualmente, luego de corregir por extinción, la dispersión en la relación color-magnitud sigue siendo intrínsecamente mayor en las galaxias espirales que en las galaxias elípticas. Las galaxias discoidales

también presentan un gradiente de colores en sus regiones exteriores (disco), siendo éstas más azules que las zonas más internas (bulbo).

Más de la mitad de las galaxias espirales muestran estructuras de barra en su interior y esa fracción no parece depender del tipo de galaxia espiral. Es más, las galaxias discoidales muestran una gran variedad de estructuras en espiral.

A diferencia de las galaxias elípticas, las cuales contienen principalmente gas altamente ionizado y caliente, el hidrógeno neutro HI y molecular H<sub>2</sub> constituyen las componentes dominantes de gas en galaxias espirales. El análisis de la emisión proveniente de las regiones de HII en galaxias espirales es el medio principal para determinar la abundancia de metales<sup>2</sup> del ISM. En muchos casos, se ha encontrado que la metalicidad decrece con el radio; no obstante, también se han reportado tendencias distintas. Es bien conocido el hecho de que la metalicidad media de las galaxias espirales correlaciona con la luminosidad y la masa estelar de estos sistemas (y el radio estelar). Las relaciones masa-metalicidad y luminosidad-metalicidad de las galaxias son unas de las relaciones de escala más debatidas en la literatura, y resultados recientes indican que las galaxias discoidales y elípticas describirían tendencias muy distintas en el plano masa (ó luminosidad)-metalicidad (Zenocratti et al., 2020, 2022)

En la componente discoidal de las galaxias espirales, las estrellas y el gas frío se mueven en el plano del disco siguiendo órbitas elípticas. Además, la cinemática del disco se suele caracterizar por su curva de rotación  $V_{rot}(R)$ , la cual describe la velocidad de rotación como función de la distancia al centro de la galaxia. La curva de rotación es una medida directa de la fuerza gravitacional dentro del disco. Asumiendo simetría esférica, la masa total encerrada dentro de un radio  $r$  puede ser estimada como:

$$M(r) = \frac{rV_{rot}^2(r)}{G}. \quad (1.24)$$

En las regiones más externas,  $V_{rot}(R)$  es aproximadamente constante, lo cual implica que  $M(r)$  es proporcional a  $r$ . El hecho de que la rotación observada en las curvas de las galaxias espirales se aplana en las afueras de los discos es una de las evidencias más fuertes que sugieren que éstas poseen halos masivos de materia oscura. La cinemática de los bulbos es difícil de medir debido a la contaminación de la luz del disco. Sin embargo, existen datos que sugieren que la mayoría de ellos rota rápidamente en el mismo sentido que las componentes del disco.

---

<sup>2</sup>En la literatura asociada, se denominan *metales* a todos los elementos químicos con núcleos más pesados que el helio (He). Además, se denomina *metalicidad* al cociente entre la masa en metales de una dada componente de una galaxia, por ejemplo, y la masa total de esa misma componente.

### 1.5.3. La Vía Láctea

La Vía Láctea, nuestra galaxia (a veces llamada, simplemente, “la Galaxia”), ha sido considerada tradicionalmente un referente para el estudio de las galaxias espirales, dado que poseemos muchos más datos detallados y de mejor calidad de ella que de cualquier otra galaxia. A continuación, describiremos algunas de sus características principales ya que el estudio de su formación constituye el foco de esta tesis.

La Vía Láctea es una galaxia espiral, cuyo diámetro se extiende alrededor de  $\approx 37$  kpc.

Las subestructuras más relevantes de la Galaxia son su componente discoidal (discos fino y grueso), su halo estelar, su bulbo y su halo de materia oscura, los cuales se describen en más detalle más abajo. La masa estelar estimada para la Vía Láctea es de  $M_\star \cong 3,6 - 5,4 \times 10^{10} M_\odot$ , mientras que la masa estelar del disco de la Vía Láctea es de  $\approx 4,1 \times 10^{10}$  (Bland-Hawthorn & Gerhard, 2016) En cuanto a la edad media (*half-age*) del disco de la Vía Láctea, se estima que es de alrededor de 6.9 Gyr (Aumer & Binney, 2009).

Respecto de la componente discoidal de la Vía Láctea, se distingue un disco delgado (*thin disk*, en inglés), el cual tiene una masa de  $\sim 5 \times 10^{10} M_\odot$ , una longitud de escala radial de  $\sim 3,5$  kpc, una altura de escala vertical de  $\sim 0,3$  kpc y un diámetro global de  $\sim 30$  kpc. Nuestro sistema solar se encuentra localizado en la zona media del disco delgado, a una distancia de  $\approx 8$  kpc del centro galáctico y gira alrededor del centro de la Vía Láctea con una velocidad de  $\sim 220$  km s $^{-1}$ . La Vía Láctea, además, posee un disco grueso (*thick disk*, en inglés), el cual tiene una masa que es equivalente al 10-20 % del disco delgado. La altura de escala vertical del disco grueso es de  $\sim 1$  kpc y su velocidad de rotación es menor a la correspondiente al disco delgado ( $\sim 175$  kms $^{-1}$  para el radio solar).

El bulbo de la Vía Láctea presenta una masa total de  $\sim 10^{10} M_\odot$  y un radio a mitad de luminosidad (*half-light radius* en inglés) de  $\sim 1$  kpc. La estructura y cinemática del bulbo es muy complicada y, según imágenes infrarrojas de la Vía Láctea, éste parece tener forma de caja. Se ha sugerido que este tipo de bulbos constituyen, en realidad, barras, y esto es respaldado por la cinemática del gas atómico y molecular en los primeros pocos kiloparsecs internos (Binney et al., 1991), por mediciones del bulbo a través del efecto de lente gravitacional (Zhao et al., 1995), y por asimetrías en las densidades numéricas de varios tipos de estrellas (Whitelock et al., 1992; Stanek et al., 1994; Sevenster, 1996). Por otro lado, se sabe que, en el centro de nuestra Galaxia, existe un agujero negro supermasivo con una masa de aproximadamente  $2 \times 10^6 M_\odot$  (Genzel et al., 2000; Schödel et al., 2003; Ghez et al., 2005).

La Vía Láctea presenta, además, una componente estelar esferoidal, generalmente denominada “halo estelar”. El halo estelar solo contiene el equivalente a  $\approx 3\%$  de la masa del bulbo, a pesar de ser mucho más grande en extensión. Dentro del halo estelar, se pueden encontrar colecciones esferoidales de estrellas llamadas cúmulos globulares, siendo algunos de ellos los objetos más viejos

de la Galaxia. Resultados observacionales indican que el halo estelar de la Vía Láctea tiene una naturaleza dual: una componente interior aplanada, la cual rota ligeramente y es más rica en metales, y una componente exterior de forma redondeada, no rotante, y más pobre en metales.

La tasa de formación estelar (SFR, por sus siglas en inglés) estimada para la Vía Láctea es de  $2,0 \pm 0,7 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  (Elia et al., 2022). En cuanto a las poblaciones de estrellas que podemos encontrar en galaxias similares a la nuestra, Walter Baade estudió Andrómeda (nuestra galaxia vecina, también espiral y de masa similar a la Vía Láctea) y distinguió distintas poblaciones de estrellas: en los brazos espirales abundan las estrellas azules, que llamó *población I*; en el bulbo, el halo y los cúmulos globulares se localizan, en su mayoría, estrellas rojas, a las que llamó *población II*. Un análisis de las dos poblaciones reveló que la “población I” tiende a ser rica en metales y la “población II”, relativamente pobre en metales. Notamos que la metalicidad de una estrella es caracterizada, en este tipo de estudios, como la abundancia química de hierro en unidades solares:

$$[Fe/H] = \log(Fe/H) - \log(Fe/H)_{\odot}. \quad (1.25)$$

Las estrellas de menor metalicidad observadas en nuestra Galaxia están ubicadas en el halo, mostrando valores de  $\approx -4$  dex (i.e, 100 veces menor que el valor de metalicidad solar) y, por lo general, son los objetos más viejos en las galaxias aquellos más pobres en metales. Las poblaciones estelares que contribuyen con metales al gas interestelar están constituidas por: estrellas de masa baja e intermedia (como el Sol), las cuales finalizan sus vidas eyectando materia al ISM y formando estructuras conocidas como nebulosas planetarias; las estrellas más masivas (con masas mayores a  $8 M_{\odot}$ ), que explotan en supernovas del tipo II (SNII); los sistemas binarios que poseen una estrella enana blanca y una gigante roja, los que desencadenan una supernova del tipo I (SNI). Este último tipo de SNs contribuyeron con alrededor del 70 % del hierro que se encuentra en la Vía Láctea.

Adicionalmente, se ha reportado que el halo estelar de la Vía Láctea revela una gran cantidad de subestructuras en forma de “corrientes estelares” (Helmi & White, 1999; Yanny et al., 2003; Bell et al., 2008). Esas corrientes son asociadas con material que ha sido ejyectado por galaxias satélites y cúmulos globulares, y, en algunos casos, también son vinculadas, sin ambiguedad, con la estructura estelar original (Ibata et al., 1994; Odenkirchen et al., 2002). Similares corrientes fueron detectadas en nuestra galaxia vecina Andrómeda (también conocida como M31) (Ferguson et al., 2002).

Finalmente, se cree que la Vía Láctea presenta un halo de materia oscura que la alberga, el cual no ha podido ser “visto”, pero su existencia se infiere a partir de los efectos de las fuerzas gravitacionales que su presencia estaría produciendo. La masa virial de este halo,  $M_{200}$ <sup>3</sup>, se estima que está en el rango

---

<sup>3</sup>En la literatura asociada, se suele caracterizar la masa virial a través de la cantidad  $M_{200}$ , la cual se define como la masa contenida dentro de una esfera de radio  $R_{200}$  y centrada en

$\sim 8 \times 10^{11} - 2 \times 10^{12} M_{\odot}$  (Guo et al., 2010; Deason et al., 2012; McMillan, 2017; Watkins et al., 2019).

#### 1.5.4. Motivaciones del trabajo

La formación de galaxias se produce a partir del gas que cae dentro de los pozos de potencial de los halos de materia oscura, siendo el gas el combustible para la formación de estrellas. Los sistemas galácticos son afectados en su evolución temporal por diferentes procesos astrofísicos, como la formación estelar, el enriquecimiento químico, el *feedback* de SNs y de núcleos activos de galaxias (AGNs, por sus siglas en inglés) o la interacción entre sistemas galácticos (fusiones o *mergers*), entre otros. En especial, nuestra Galaxia, la Vía Láctea, ha sido considerada tradicionalmente como un modelo de referencia para entender el proceso general de formación de galaxias espirales normales.

Para caracterizar adecuadamente los posibles escenarios de formación de galaxias, es necesario el desarrollo de modelos teóricos que puedan seguir la evolución de estos sistemas en contexto cosmológico y realizar predicciones que puedan ser contrastadas con datos observacionales. En este contexto, las simulaciones cosmológicas hidrodinámicas se han convertido en una herramienta indispensable para encarar el estudio de las historias evolutivas de galaxias, en general (De Rossi et al., 2017), y de galaxias similares a la Vía Láctea, en particular (Font et al., 2020). En esta tesis, se pretende utilizar este tipo de simulaciones para estudiar estadísticamente la evolución de galaxias de masas similares a la Vía Láctea identificadas a  $z = 0$ . Conectando estas galaxias con sus progenitores principales a mayores  $z$ , se busca proveer claves sobre los principales procesos físicos que desencadenaron su evolución.

---

el mínimo potencial gravitatorio, siendo  $R_{200}$  el radio dentro del cual la densidad interna promedio es 200 veces la densidad crítica del Universo ( $3H^2/8\pi G$ ).



# Capítulo 2

## Simulaciones cosmológicas

### 2.1. Simulaciones EAGLE

Las simulaciones EAGLE (*Evolution and Assembly of Galaxies and their Environments*) consisten en un conjunto de simulaciones cosmológicas e hidrodinámicas de distintos volúmenes del universo dentro del marco ΛCMD. Éstas han sido de gran utilidad para entender la física que hay detrás de la evolución de las galaxias. Algunos ejemplos incluyen la interpretación de observaciones de galaxias considerando los efectos de la materia oscura fría, la conexión evolutiva de poblaciones de galaxias a diferentes *redshifts*, la creación de catálogos de galaxias simuladas para investigar los efectos de selección en las observaciones, o la interpretación de mediciones de cúmulos de galaxias a partir de datos sobre la ocupación de los halos de materia oscura por parte de galaxias. También, este tipo de simulaciones pueden ser utilizadas para estudiar galaxias y el medio intergaláctico (IGM, por sus siglas en inglés) en simultáneo, incluyendo la interfaz entre ambos.

Las simulaciones EAGLE fueron corridas con el código GADGET-3. Este código permite seguir la evolución de partículas de estrella, materia oscura y gas. Las primeras dos clases de partículas evolucionan mediante interacción gravitatoria. Pero, para el gas, hay que tener en cuenta la hidrodinámica del fluido, y para ello se utiliza el método Lagrangiano de Hidrodinámica de Partículas Suavizadas o *Smooth Particle Hydrodynamics* (SPH), el cual permite trabajar con un número de partículas  $N_p$  con un costo computacional de orden  $\sim O(N_p)$ .

En SPH, cada elemento de fluido del sistema tiene su valor de masa  $m_i$  y posición  $\mathbf{r}_i$ . La contribución de estos elementos a la densidad del fluido se encuentra definida por una función llamada *kernel*, que suaviza a las partículas de masa  $m_i$ . Por lo tanto, la densidad local del fluido  $\rho(\mathbf{r})$ , en la posición  $\mathbf{r}$ , se define como:

$$\rho(\mathbf{r}) = \sum_{i=1}^{N_p} m_i W(|\mathbf{r} - \mathbf{r}_i|, h_i). \quad (2.1)$$

La función kernel aquí es  $W(|\mathbf{r} - \mathbf{r}_i|, h_i)$ , la cuál suma sobre los  $N_p$  elementos de fluido, mientras que  $h_i$  es la longitud de suavizado.

Las modelos físicos de subgrilla utilizados en EAGLE están basados en lo desarrollado para las simulaciones OWLS (Schaye et al., 2010), los cuales fueron modificados respecto a su implementación original. Entre los modelos de subgrilla más relevantes, se encuentran el enfriamiento radiativo de 11 elementos distintos, la formación estelar, la pérdida de masa por parte de las estrellas, el *feedback* de energía por formación estelar, la fusión de agujeros negros supermasivos y la acreción de gas por parte de los mismos, y el *feedback* de AGN.

Los valores de los parámetros cosmológicos usados por las simulaciones EAGLE son tomados de los resultados de Planck (Planck Collaboration, 2014) y son los siguientes:

Parámetros cosmológicos	Valor
$\Omega_m$	0,307
$\Omega_\Lambda$	0,693
$\Omega_b$	0,04825
$h = H_0/100 \text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$	0,6777
$\sigma_8$	0,8288
$n_s$	0,94611
$Y$	0,248

Los parámetros  $\Omega_m$ ,  $\Omega_\Lambda$  y  $\Omega_b$  son las densidades promedio de materia, energía oscura y materia bariónica en unidades de la densidad crítica a  $z = 0$ ;  $H_0$  es el parámetro de Hubble,  $\sigma_8$  es la raíz cuadrada de la variancia lineal de la distribución de materia cuando es suavizada por un filtro *top-hat* de radio  $8h^{-1}$  cMpc,  $n_s$  es el índice de la ley de potencia escalar del espectro de potencias de las perturbaciones adiabáticas primordiales, e  $Y$  es la abundancia de helio primordial.

Las simulaciones EAGLE fueron corridas en volúmenes cúbicos de 25 a 100 Mpc comóviles (cMpc) de lado. Las propiedades de las partículas fueron guardadas en 29 instantes de tiempo denominados *snapshots*, cubriendo el rango de *redshifts* de 20 a 0. EAGLE incluye simulaciones con diferentes resoluciones numéricas dentro de los volúmenes considerados, con las cuales se puede resolver la escala de Jeans en el ISM. En la tabla 2.1, se listan las principales simulaciones EAGLE con sus tamaños de caja y resoluciones.

Las simulaciones correspondientes al modelo físico de referencia, cuyos parámetros fueron calibrados a partir de datos observacionales (ver Schaye et al. 2015), son identificadas con el prefijo “Ref-” (e.g. Ref-L100N1504). Por otra parte, al aumentar la resolución en las simulaciones con configuración L025N0752, se consideró una recalibración de los parámetros de *feedback* de formación estelar y AGN para obtener una mayor consistencia con la función de masa estelar observada en galaxias a  $z = 0$ . A esta simulación con parámetros recalibrados, se la llamó Recal-L025N0752. También, se realizó otra corrida pa-

Nombre	L (cMpc)	N	$m_b$	$m_{dm}$
L025N0376	25	$376^3$	$1,81 \times 10^6$	$9,70 \times 10^6$
L025N0752	25	$752^3$	$2,26 \times 10^5$	$1,21 \times 10^6$
L050N0752	50	$752^3$	$1,81 \times 10^6$	$9,70 \times 10^6$
L100N1504	100	$1504^3$	$1,81 \times 10^6$	$9,70 \times 10^6$

**Tabla 2.1:** Listado de las simulaciones EAGLE con sus volúmenes simulados y resoluciones numéricas correspondientes. L corresponde a la longitud de cada arista de la caja cúbica en unidades comóviles, N es el número inicial de cada tipo de partícula,  $m_b$  es la masa inicial de las partículas de materia bariónica y  $m_{dm}$  es la masa inicial de las partículas de materia oscura

ra la configuración L050N0752, realizando ajustes en los parámetros asociados al *feedback* de AGN. La nueva simulación, denominada AGNdT9-L050N0752, presenta mejor consistencia con datos observacionales para galaxias de alta masa.

En este trabajo, se utilizó la simulación Ref-L100N1504, que es considerada de resolución intermedia dentro del set de simulaciones y es la de mayor volumen, lo cual permite obtener la muestra estadística de halos tipo Vía Láctea más completa. Tal simulación permite seguir la evolución de cerca de 7 billones de partículas ( $2 \times 1504^3$ ) en una caja cúbica de 100 cMpc de lado. Considerando la cosmología adoptada, la masa inicial por partícula es de  $9,7 \times 10^6 M_\odot$  y  $1,8 \times 10^6 M_\odot$ , para materia oscura y bariones, respectivamente. Y, se tiene una longitud propia de suavizado máxima de 0.7 pkpc, la cual es más pequeña a *redshifts* grandes.

## 2.2. Galaxias en EAGLE

En esta tesis, definimos galaxias como subestructuras de partículas bariónicas y de materia oscura (subhalos) ligadas gravitacionalmente e identificadas por el algoritmo SUBFIND (Springel et al., 2001; Dolag et al., 2009). El procedimiento para identificar galaxias en las simulaciones fue realizado por el equipo de EAGLE y consistió en tres pasos principales:

- Aplicando el conocido algoritmo FRIENDS-OF-FRIENDS (FoF; Davis et al. 1985), se detectaron agrupaciones de partículas de materia oscura, considerando longitudes de enlace entre ellas de 0.2 veces la separación media entre partículas en toda la simulación. Las partículas de estrellas y gas fueron asignadas al mismo halo FoF (si lo hay) al que pertenece la partícula de materia oscura más cercana.
- Implementando el código SUBFIND, se definieron candidatos a subestructuras (subhalos) dentro de los grupos FoF. Para esto, se identificaron, dentro de los halos FoF, regiones de alta densidad ligadas por puntos de ensilladura en la distribución de densidad.

- Las partículas no ligadas gravitacionalmente a las subestructuras detectadas por SUBFIND fueron removidas y las subestructuras remanentes fueron clasificadas como subhalos.

Como un paso adicional, se eliminaron los subhalos muy pequeños, para los cuales la masa está dominada, por ejemplo, por una partícula como un agujero negro supermasivo. Para ello, se optó por fusionar subhalos separados por una distancia menor que el mínimo entre 3 pkpc y el radio a mitad de masa.

Para cada halo FoF, en esta tesis, nosotros definimos como *galaxia central* al subhalo que contiene la partícula de menor valor de potencial gravitacional, mientras que el resto de los subhalos son considerados como *galaxias satélites*. La posición de cada galaxia queda definida por la ubicación de la partícula, perteneciente al subhalo, para la cual el potencial gravitacional es mínimo. En general, la galaxia central de un determinado grupo o cúmulo de galaxias es aquella que contiene la mayor masa. Y, las galaxias satélites, por lo general, son más pequeñas y orbitan en torno a la galaxia central. En esta tesis, analizaremos sistemas similares a la Vía Láctea, los cuales serán seleccionados entre la muestra de las galaxias centrales ya que la Vía Láctea y su vecina Andrómeda son las galaxias más dominantes dentro de nuestro Grupo Local de galaxias. Dejamos para un futuro trabajo la selección de sistemas duales Vía Láctea-Andrómeda. En esta tesis, sólo nos focalizaremos en el estudio de galaxias centrales similares a la Vía Láctea.

## 2.3. Modelos subgrilla

En esta sección, se describen los principales modelos físicos de subgrilla implementados en EAGLE, tales como el enfriamiento radiativo, la formación de estrellas, la pérdida de masa estelar, el *feedback* de energía proveniente de la formación de estrellas, la física de los agujeros negros supermasivos y el *feedback* de AGN.

### 2.3.1. Enfriamiento radiativo

El enfriamiento radiativo es implementado considerando 11 elementos (Wiersma et al., 2009a): H, He, C, N, O, Ne, Mg, Si, S, Ca, y Fe.

Para tabular las tasas de enfriamiento y calentamiento radiativo, se usó la versión 07.02 del código CLOUDY (Ferland et al., 1998). Computando las tasas correspondientes a los elementos mencionados, se obtiene una relación entre ellas y la metalicidad, y se puede observar la variación de las abundancias relativas de los elementos.

Estas tasas se calcularon en función de la densidad, temperatura y *redshift*, asumiendo que el gas se encuentra en equilibrio de ionización, expuesto al fondo de radiación de microondas (CMB, por sus siglas en inglés) y al fondo de rayos UV/X proveniente de galaxias y quásares (modelo de Haardt & Madau 2001). Sin embargo, suponer que el gas se encuentra en equilibrio de ionización

y despreciar los efectos de fuentes locales de radiación ionizante puede producir una sobreestimación de la tasa de enfriamiento en ciertas situaciones, por ejemplo, cuando el gas se enfria rápidamente (Oppenheimer & Schaye, 2013).

### 2.3.2. Formación estelar

La formación estelar en EAGLE es implementada según Schaye & Dalla Vecchia 2008, pero con un umbral de temperatura diferente y un umbral de densidad que depende de la metalicidad, tomado de Schaye 2004.

Asumiendo que el gas es autogravitante, la ley de Kennicutt-Schmidt observada por Kennicutt 1998 describe la formación estelar de una galaxia según la siguiente ecuación:

$$\dot{\Sigma}_{\text{SFR}} = A \left( \frac{\Sigma_{\text{gas}}}{1 \text{M}_\odot \text{pc}^{-2}} \right)^n, \quad (2.2)$$

con  $\Sigma_{\text{SFR}}$ , la densidad superficial de SFR y  $\Sigma_{\text{gas}}$ , la del gas. Por otra parte,  $A$  y  $n$  son parámetros que se obtuvieron a través de observaciones del gas y las densidades superficiales asociadas a la SFR de las galaxias.

En EAGLE, se toma a la SFR como función de la presión, reescribiendo la ley de Kennicutt-Schmidt como:

$$\dot{m}_* = \frac{m_g A}{(1 \text{M}_\odot \text{pc}^{-2})^n} \left( \frac{\gamma}{G} f_g P \right)^{\frac{(n-1)}{2}}, \quad (2.3)$$

donde  $m_g$  es la masa de la partícula de gas,  $\gamma = 5/3$  es la relación de calores específicos,  $G$  es la constante gravitacional,  $f_g$  es la fracción de masa de gas y  $P$  es la presión total.

La ecuación 2.3 es implementada estocásticamente. La probabilidad de que una partícula de gas se convierta en una de estrella, sin colisionar durante un intervalo de tiempo  $\Delta t$ , es el mínimo entre  $\frac{\dot{m}_* \Delta t}{m_g}$  y 1. En EAGLE, se adoptó  $A = 1,515 \times 10^{-4} \text{ M}_\odot \text{ yr}^{-1} \text{kpc}^{-2}$  y  $n = 1,44$ . No obstante, como hay evidencia de que la pendiente crece para densidades altas (Genzel et al., 2010; Liu et al., 2011), se usó  $n = 2$  en regiones con  $n_{\text{H}} > 10^3 \text{ cm}^{-3}$ . Esto último no tiene un efecto significativo en la simulación con la que trabajamos ya que resulta que solo el 1% de las estrellas se forman en regiones de alta densidad.

La formación de estrellas ocurre en zonas de gas molecular frío ( $T < 10^4 \text{ K}$ ). Dado que las simulaciones carecen de la resolución para modelar la fase de gas interestelar frío, para asegurar la formación de estrellas, se impone en EAGLE una densidad umbral, dada por el valor por encima del cual se formaría la fase fría. En particular, se asume que el umbral de densidad mínimo depende de la metalicidad (Schaye, 2004):

$$n_{\text{H}}^*(Z) = 10^{-1} \text{cm}^{-3} \left( \frac{Z}{0,002} \right)^{-0,64}, \quad (2.4)$$

donde  $Z$  es la metalicidad del gas. Sin embargo, esta expresión diverge para bajas metalicidades, por lo que se impone a esta expresión un límite superior  $n_{\text{H}}^* = 10 \text{ cm}^{-3}$ .

Por otro lado, como las simulaciones no modelan la fase fría del gas interestelar, se define un límite inferior de temperatura  $T_{\text{eos}}(\rho)$ , a partir del cual la densidad sigue la ecuación de estado  $P \propto \rho^{4/3}$ , normalizada a  $T_{\text{eos}} = 8 \times 10^3 \text{ K}$  para  $n_{\text{H}} = 10^{-1} \text{ cm}^{-3}$ , temperatura que es habitual para el ISM cálido (Richings et al., 2014).

Finalmente, el gas es elegible para formar estrellas si  $\log_{10} T < \log_{10} T_{\text{eos}} + 0,5$  y  $n_{\text{H}} > n_{\text{H}}^*$ , donde  $n_{\text{H}}^*$  depende de la metalicidad, como se especificó antes (Dalla Vecchia & Schaye, 2012). Las últimas dos condiciones mencionadas definen la fase de gas en condiciones de formar estrellas (*star-forming -SF- gas*), la cual será mencionada cuando se presenten los resultados de la tesis. Siguiendo la nomenclatura habitual en EAGLE, la componente del gas que no cumple tales condiciones será denotada como NSF (siglas de *non-star-forming*, en inglés).

### 2.3.3. Pérdida de masa estelar

La pérdida de masa estelar implementada en EAGLE se basa en (Wiersma et al. 2009b). Para cada intervalo de tiempo, se identifican las fracciones de masa de partículas estelares correspondientes a estrellas en la fase final de la secuencia principal. Para esto último, se utilizan tiempos de vida que dependen de la metalicidad (Portinari et al. 1998). La fracción de masa de cada partícula que se encuentra en esa etapa final y su composición química inicial, es usada para estimar la cantidad de masa perdida de las poblaciones estelares y su composición química. Esta pérdida de masa ocurre debido a procesos como vientos estelares asociados a la rama asintótica de las gigantes (AGB, por sus siglas en inglés), vientos de estrellas masivas y supernovas tipo II (Marigo, 2001; Portinari et al., 1998).

Cada partícula de gas vecina,  $k$ , que se encuentra separada una distancia  $r_k$  de una partícula de estrella con longitud de suavizado  $h$ , recibe una fracción de la masa estelar perdida durante un intervalo de tiempo  $\Delta t$ , la cual está dada por la siguiente expresión:

$$\frac{\frac{m_g}{\rho_k} W(r_k, h)}{\sum_i \frac{m_g}{\rho_i} W(r_i, h)}. \quad (2.5)$$

Aquí,  $m_g$  es la masa inicial de todas las partículas de gas y  $W$  es la función kernel de SPH, siendo la sumatoria realizada sobre todas las partículas de gas vecinas. Para acelerar el cálculo, en EAGLE, se utilizan 48 vecinos en estas estimaciones, en lugar de los 58 que se usan al aplicar la técnica de SPH.

También, se tienen en cuenta las transferencias de momento y energía asociadas con las transferencias de masa desde las partículas de estrellas a las partículas de gas. El momento y energía referidos aquí se relacionan con las velocidades relativas de las partículas de estrella y las partículas de gas, además de los procesos de pérdida de masa.

Además de considerar las pérdidas de masa de las estrellas mencionadas con anterioridad, se tiene en cuenta la masa y energía perdidas a través de supernovas del tipo Ia (SNIa). La tasa de SNIa por unidad de masa estelar se calcula como:

$$\dot{N}_{\text{SNIa}} = v \frac{e^{-t/\tau}}{\tau}, \quad (2.6)$$

donde  $v$  es el número total de SNIa por unidad de masa estelar y la parte exponencial de la expresión es la función de distribución de tiempo de retardo, que es determinada empíricamente y se encuentra normalizada. Estos resultados (Thielemann et al., 2003) fueron utilizados para calcular la composición química del material eyectado por este tipo de supernovas, adoptando los resultados de Portinari et al. 1998 y Marigo 2001.

### 2.3.4. *Feedback* estelar

Las estrellas pueden inyectar energía y momento al ISM mediante vientos estelares, radiación y supernovas. Estos procesos son de especial relevancia para estrellas masivas (y, por lo tanto, de vida corta). Si la formación de estrellas es suficientemente intensa, el *feedback* estelar asociado puede generar vientos galácticos de gran escala (Veilleux et al., 2005). En las simulaciones EAGLE, se implementa el *feedback* de energía de manera térmica y estocástica (Dalla Vecchia & Schaye, 2012). Cuando la partícula de estrella alcanza la edad de  $3 \times 10^7$  yr, la cual corresponde al tiempo de vida máxima de estrellas que explotan como supernovas, se inyecta energía estocásticamente a las  $N_{\text{ngb}}$  partículas de gas vecinas que se encuentran alrededor.

En el modelo, se utilizan dos parámetros para determinar la probabilidad de que una partícula de gas vecina de una partícula de estrella joven se caliente: el salto de temperatura del gas ( $\Delta T$ ) que recibe el *feedback* de energía y la fracción ( $f_{\text{th}}$ ) de la energía total de las supernovas por unidad de masa que es inyectada en promedio. Se elige  $\Delta T$  suficientemente grande para evitar los problemas ocasionados por el enfriamiento radiativo, minimizando las pérdidas térmicas. Utilizando  $f_{\text{th}}$ , se controla la eficiencia del *feedback*. Esta libertad de elección en los parámetros se justifica porque habrá pérdidas radiativas físicas que no se pueden predecir con precisión para el ISM.

A cada partícula de gas, se le da la misma probabilidad  $p$  de recibir energía de la estrella, independientemente de su masa. Para éstas, se calcula un número aleatorio  $r$  tal que  $0 \leq r \leq 1$ . Si  $r \leq p$ , se incrementa la energía interna de la partícula de gas en  $\Delta\epsilon$ . Entonces, el valor de  $p$  está dado por:

$$p = f_{\text{th}} \frac{\epsilon_{\text{SNII}}}{\Delta\epsilon} \frac{m_*}{\sum_{i=1}^{N_{\text{ngb}}} m_i}, \quad (2.7)$$

donde  $\epsilon_{\text{SNII}}$  es la energía total por unidad de masa emitida por la partícula de estrella y  $m_*$  es su masa. Como la variación de energía interna  $\Delta\epsilon$  depende de  $\Delta T$ , entonces la probabilidad  $p$ , a valor de  $f_{\text{th}}$  fijo, será inversamente

proporcional al salto de temperatura. Para el caso en el que las masas de las partículas sean todas iguales, el valor de expectación de partículas de gas que serán calentadas por partícula de estrella es:

$$\langle N_{\text{heat}} \rangle \cong \frac{f_{\text{th}} \epsilon_{\text{SNII}}}{\Delta \epsilon} \quad (2.8)$$

y, por lo tanto, como la variación de energía interna es proporcional a  $\Delta T$ , entonces el valor medio se reescribe como:

$$\langle N_{\text{heat}} \rangle \approx 1,3 f_{\text{th}} \left( \frac{\Delta T}{10^{7,5} \text{K}} \right)^{-1}. \quad (2.9)$$

El *feedback* de energía solo puede ser eficiente si el gas calentado responde hidrodinámicamente antes de que la energía térmica se irradie. Es decir, se requiere que el gas se expanda de manera adiabática, realizando trabajo en su entorno y convirtiendo la energía térmica en energía cinética. Para que se cumpla esta condición, el tiempo de transporte del sonido  $t_s$ , a través de una partícula calentada, debe ser menor al tiempo de enfriamiento radiativo  $t_c$ . Considerando la relación entre estos dos tiempos, se deriva la densidad máxima para la cual el *feedback* térmico es eficiente (Dalla Vecchia & Schaye, 2012):

$$n_{\text{H},t_c} \sim 10 \text{ cm}^{-3} \left( \frac{T}{10^{7,5} \text{K}} \right)^{3/2} \left( \frac{m_g}{10^6 \text{M}_\odot} \right)^{-1/2}, \quad (2.10)$$

donde  $T > \Delta T$  es la temperatura después de la inyección de energía, siendo adoptado en la simulación el valor  $\Delta T = 10^{7,5} \text{ K}$ .

Se espera que las pérdidas de energía térmica en el ISM crezcan cuando la metalicidad es suficientemente alta. Se demuestra que, para temperaturas  $10^5 \text{ K} < T < 10^7 \text{ K}$ , esto sucede cuando la metalicidad  $Z$  es mayor a  $10^{-1} Z_\odot$  (Wiersma et al., 2009a). Pese a que la descripción de la dependencia exacta con la metalicidad requiere un conocimiento completo de la física del ISM, se modela  $f_{\text{th}}$  convirtiéndolo en una función de la metalicidad:

$$f_{\text{th}} = f_{\text{th,min}} + \frac{f_{\text{th,max}} - f_{\text{th,min}}}{1 + \left( \frac{Z}{0,1Z_\odot} \right)^{n_z}}. \quad (2.11)$$

En la simulación, se adopta el valor de  $Z_\odot = 0,0127$ , que es la metalicidad solar, y  $n_z$  positivo, mientras que  $f_{\text{th,max}}$  y  $f_{\text{th,min}}$  son respectivamente los valores asintóticos de  $f_{\text{th}}$  que se alcanzan cuando la metalicidad es muy chico o muy grande.

La dependencia pura en la metalicidad resulta en galaxias que son muy compactas, lo que indica que el *feedback* es ineficiente para densidades muy altas de gas, y esto se debe a las limitaciones de resolución de EAGLE. Para compensar esto, se añade a  $f_{\text{th}}$  una dependencia con la densidad, resultando en la siguiente expresión:

$$f_{\text{th}} = f_{\text{th,min}} + \frac{f_{\text{th,max}} - f_{\text{th,min}}}{1 + \left( \frac{Z}{0,1Z_\odot} \right)^{n_z} \left( \frac{n_{\text{H,birth}}}{n_{\text{H},0}} \right)^{-n_n}}, \quad (2.12)$$

donde  $n_{\text{H,birth}}$  es la densidad que tenía la partícula de gas a partir de la cual se formó la partícula de estrella. A metalicidad fija, el parámetro  $f_{\text{th}}$  se incrementa con la densidad, manteniendo los valores asintóticos originales. En el caso del modelo de referencia de las simulaciones EAGLE, se tomaron los valores  $n_Z = n_n = 2/\ln 10$  y  $n_{\text{H},0} = 0,67 \text{ cm}^{-3}$ , siendo este último valor elegido para lograr consistencia con datos observacionales de la función de masa estelar de galaxias (GSMF, por sus siglas en inglés). Para la simulación de mayor resolución Recal-L025N0752, se usaron los valores  $n_{\text{H},0} = 0,25 \text{ cm}^{-3}$  y  $n_Z = n_n = -1/\ln 10$  para lograr un mejor acuerdo con los datos observacionales de la GSMF.

En el caso de EAGLE, no se cuenta con la suficiente resolución para resolver las primeras galaxias que se formaron en el universo, las cuales son poco masivas. Estas galaxias inicialmente están formadas por altas fracciones de gas y la formación de estrellas se inicia cuando las partículas de gas alcanzan las condiciones requeridas para ello. Debido a esto, la formación de estrellas es demasiado eficiente. En EAGLE, el elegir un valor de  $f_{\text{th,max}}$  mayor a 1 (pesa a ser una fracción) ayuda a contrarrestrar la insuficiente resolución inicial de la simulación, haciendo que el *feedback* de las primeras generaciones de estrellas sea más eficiente. De esta forma, las predicciones de la simulación resultan más realistas. Los valores asintóticos usados para  $f_{\text{th}}$  son  $f_{\text{th,max}} = 3$  y  $f_{\text{th,min}} = 0,3$ .

Para terminar, la expresión 2.12 tiene una interpretación física: si la densidad media aumenta, produce una mayor formación de cúmulos estelares y, por lo tanto, se reducen las pérdidas de energía térmica.

### 2.3.5. Agujeros negros y *feedback* de AGN

#### Agujeros negros

Los procesos de formación de agujeros negros supermasivos en los centros galácticos no pueden ser resueltos por simulaciones cosmológicas como EAGLE, dado que no tienen la resolución suficiente para ello (Kocsis & Loeb, 2014). Por lo tanto, en EAGLE, se coloca una semilla de agujero negro en el centro de cada halo que no lo contenga, y que presente una masa total mayor que  $10^{10} M_\odot h^{-1}$ , siendo  $h$  la constante de Hubble reducida, con  $H_0 = h 100 \text{ km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$  (Springel, 2005). Para esto, se identifica la partícula de gas de mayor densidad del sistema y se la convierte en una partícula de agujero negro no colisional. Además, se define una masa de subgrilla de agujero negro ( $m_{\text{BH}} = 10^5 M_\odot h^{-1}$ ) porque la semilla de agujero negro tiene una masa menor que la masa de una partícula bariónica en EAGLE. Cuando la masa de subgrilla de agujero negro excede la masa de la partícula que lo alberga, se le permite acrestar estocásticamente a las partículas de gas cercanas. A partir de ese momento, la masa de la partícula de agujero negro y su masa subgrilla crecen simultáneamente.

Dadas las limitaciones que poseen las simulaciones EAGLE para modelar la fricción dinámica sobre los agujeros negros con masas menores o similares a  $m_g$  (masa de las partículas de gas), se fuerza a los agujeros negros con

masas menores a  $100 m_g$  a migrar hacia la posición del mínimo de potencial gravitacional en el halo (Schaye et al., 2015).

La tasa a la cual el agujero negro acreta gas depende de su masa subgrilla, la densidad local, temperatura, velocidad relativa del agujero negro respecto del gas y el momento angular relativo del gas respecto al agujero negro. La tasa de acreción de gas ( $\dot{m}_{\text{accr}}$ ) está dada por el mínimo entre la tasa de Eddington:

$$\dot{m}_{\text{Edd}} = \frac{4\pi G m_{\text{BH}} m_p}{\epsilon_r \sigma_T c}, \quad (2.13)$$

y el valor resultante de la siguiente expresión:

$$\dot{m}_{\text{Bondi}} \min(C_{\text{visc}}^{-1} (c_s/V_\phi)^3, 1). \quad (2.14)$$

En la última expresión,  $\dot{m}_{\text{Bondi}}$  es la tasa de acreción simétricamente esférica calculada por Bondi & Hoyle 1944:

$$\dot{m}_{\text{Bondi}} = \frac{4\pi G^2 m_{\text{BH}}^2 \rho}{(c_s^2 + v^2)^{3/2}}. \quad (2.15)$$

La eficiencia radiativa del disco de acreción es  $\epsilon_r$ , la cual adopta el valor 0.1 en la simulación. Además,  $m_p$  es la masa del protón,  $\sigma_T$  es la sección eficaz de *scattering* de Thomson,  $c$  es la velocidad de la luz,  $c_s$  es la velocidad del sonido,  $v$  es la velocidad relativa del agujero negro respecto al gas,  $V_\phi$  es la velocidad de rotación del gas alrededor del agujero negro (Rosas-Guevara et al., 2015), y  $C_{\text{visc}}$  es un parámetro libre relacionado con la viscosidad del disco de acreción. Para la simulación Ref-L0100N1504, se tomó  $C_{\text{visc}} = 2\pi$ , mientras que, para la simulación de alta resolución Recal-L025N0752, se usó  $C_{\text{visc}} = 2\pi \times 10^3$ .

Los agujeros negros se fusionan si están separados por una distancia que es menor a su distancia de suavizado  $h_{\text{BH}}$  y a tres veces la distancia de suavizado gravitacional. Adicionalmente, para que ocurra la fusión, se requiere que su velocidad relativa sea menor que la velocidad circular a la distancia  $h_{\text{BH}}$ , es decir,  $v_{\text{rel}} < \sqrt{G m_{\text{BH}} h_{\text{BH}}^{-1}}$ , donde  $h_{\text{BH}}$  y  $m_{\text{BH}}$  son la longitud de suavizado y la masa subgrilla del agujero negro más masivo del par, respectivamente. El límite en la velocidad relativa previene que los agujeros negros se fusionen en las etapas iniciales de las fusiones entre galaxias.

## **Feedback de AGN**

El *feedback* de los núcleos activos de galaxias (AGNs, por sus siglas en inglés, *Active Galactic Nuclei*), de manera análoga al *feedback estelar*, es implementado térmicamente y estocásticamente mediante inyección de energía, la cual se expresa como  $\epsilon_f \epsilon_r \dot{m}_{\text{accr}} c^2$ . Ésta depende de la tasa de acreción de los agujeros negros y de la fracción de energía irradiada  $\epsilon_f$  que se acopla al ISM.

Al igual que  $f_{\text{th}}$ , la fracción  $\epsilon_f$  es un parámetro libre, cuyo valor se ajusta para obtener consistencia con datos observacionales (Schaye et al., 2015). En particular, se eligió el valor de  $\epsilon_f = 0.15$  para reproducir satisfactoriamente la

relación entre la masa de agujero negro central y la masa estelar de las galaxias. El valor de  $\epsilon_f$  sólo afecta a las masas de agujeros negros, como lo demuestran Booth & Schaye 2009. Además, se adoptó el valor de  $\epsilon_r = 0,1$ , lo cual implica que una fracción  $\epsilon_f \epsilon_r = 0,015$  de la energía de la masa en reposo acretada regresa al ISM local.

Cada agujero negro contiene un reservorio de energía de *feedback*,  $E_{\text{BH}}$ . Después de un intervalo de tiempo  $\Delta t$ , se añade una cantidad  $\epsilon_f \epsilon_r \dot{m}_{\text{accr}} c^2 \Delta T$  al reservorio. Si el agujero negro ha guardado suficiente energía para calentar al menos  $n_{\text{heat}}$  partículas de gas de masa  $m_g$ , entonces se permite al mismo calentar estocásicamente cada una de sus partículas de gas vecinas, incrementando la temperatura de éstas en  $\Delta T_{\text{AGN}}$ . Para cada partícula de gas vecina al AGN, la probabilidad de que aumente su temperatura en  $\Delta T_{\text{AGN}}$  es:

$$P = \frac{E_{\text{BH}}}{\Delta \epsilon_{\text{AGN}} N_{\text{ngb}} \langle m_g \rangle}, \quad (2.16)$$

donde  $\Delta \epsilon_{\text{AGN}}$  es el cambio de energía interna por unidad de masa que corresponde al incremento de temperatura  $\Delta T_{\text{AGN}}$ ,  $N_{\text{ngb}}$  es el número de partículas de gas vecinas al agujero negro, y  $\langle m_g \rangle$  es la masa media de dichas partículas de gas vecinas. En EAGLE, se utilizó  $n_{\text{heat}} = 1$  y se limitó el paso temporal de evolución de los agujeros negros de forma tal que  $P < 0,3$  (para más detalles, ver Schaye et al. 2015).

El parámetro más importante en el modelado del *feedback* de AGN es el incremento de temperatura  $\Delta T_{\text{AGN}}$ . Valores más grandes producirán eventos de *feedback* más energéticos, resultando (por lo general) en pérdidas radiativas más chicas en el ISM. Para la simulación de resolución intermedia Ref-L0100N1504, el valor de  $\Delta T_{\text{AGN}}$  que se tomó es de  $10^{8,5}$  K, mientras que, para la simulación de mayor resolución Recal-L025N0752, se utilizó  $\Delta T_{\text{AGN}} = 10^9$  K. Estos valores exceden el de  $\Delta T = 10^{7,5}$  K utilizado para el *feedback* estelar y esto se debe a que la densidad del gas alrededor del agujero negro alcanza valores que son muchos más grandes que para el gas SF y requieren saltos de temperaturas mucho más grandes para el *feedback* de AGN.



# Capítulo 3

## Selección de galaxias análogas a la Vía Láctea

### 3.1. Criterios de selección de la muestra

En esta tesis, se utilizó la simulación EAGLE Ref-L100N1504 para estudiar la evolución de galaxias de masa similar a la Vía Láctea. Se eligió esta simulación por ser la de mayor volumen dentro del conjunto de simulaciones EAGLE, lo cual permite obtener una muestra más grande de galaxias y realizar análisis estadísticos más robustos. A continuación, describimos brevemente el proceso de selección de galaxias dentro tal simulación y los análisis principales llevados a cabo, los cuales se presentan en el resto de la tesis.

En una primera instancia, se seleccionaron galaxias que se encuentran dentro de halos de materia oscura con una masa virial ( $M_{200}$ ) entre  $8 \times 10^{11} M_\odot$  y  $2 \times 10^{12} M_\odot$  a  $z = 0$  (ver Font et al. 2020, y referencias allí citadas). Con el fin de caracterizar esta primera muestra, se realizaron histogramas de diferentes propiedades físicas y químicas de las galaxias consideradas (sección 3.2). Además, se diferenció a las galaxias dentro de sus correspondientes halos en dos grupos principales: *galaxias centrales* y *galaxias satélites*.

Una vez estudiadas las propiedades de las distintas galaxias localizadas en halos similares al de la Vía Láctea, elegimos una muestra conformada sólo por las galaxias centrales ya que, como se indicó anteriormente, la Vía Láctea es mejor representada por este tipo de sistemas. Evaluamos las propiedades de la muestra de centrales en función de la morfología de las mismas (i.e. estimamos diferentes relaciones de escala entre la morfología y otras propiedades fundamentales de las galaxias), con el fin de establecer nuevos criterios de selección para identificar una submuestra más específica de objetos discoidales que denominaremos *galaxias tipo Vía Láctea* (sección 3.3). Adicionalmente, en este capítulo, mostramos un análisis que realizamos sobre las correlaciones entre diferentes propiedades de las galaxias centrales mediante el computo de su matriz de correlación.

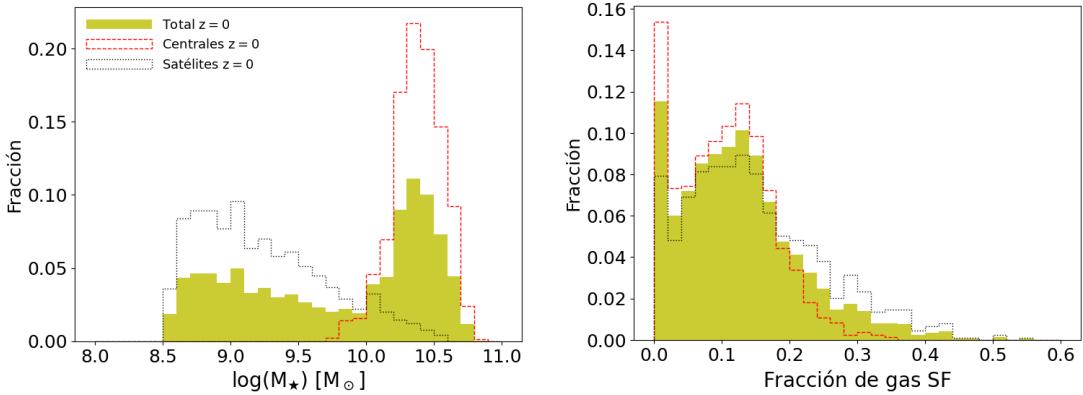
A partir de la sección 3.3 y en los capítulos posteriores, el análisis de esta tesis se concentra sólo en las galaxias centrales.

Finalmente, una vez seleccionadas y caracterizadas, tanto la muestra general de galaxias centrales como la submuestra de *galaxias tipo Vía Láctea*, se analizaron las historias evolutivas de sus progenitores principales (capítulo 4). Y, se estudiaron las relaciones de escala que siguen tales progenitores a altos *redshifts* (i.e.  $z \approx 3$ ; capítulo 5). Nuestro objetivo es aportar pistas sobre la evolución de sistemas tipo Vía Láctea y las posibles características de sus progenitores en el pasado.

## 3.2. Distribuciones de propiedades a $z = 0$

Nuestra muestra inicial de análisis fue obtenida a partir de la selección del grupo de galaxias cuyos halos presentan valores de  $M_{200}$  entre  $8 \times 10^{11} M_\odot$  y  $2 \times 10^{12} M_\odot$  a  $z = 0$ . Adicionalmente, sólo se consideraron para estudio aquellas galaxias con masas estelares  $M_\star \geq 10^{8.5} M_\odot$ , dado que muchas de las propiedades estudiadas se encuentran bien resueltas a partir de este valor. A menos que se indique lo contrario, en esta tesis, todas las muestras seleccionadas a  $z = 0$  cumplen con este último criterio de selección. Con estos criterios elegidos, se obtuvo un total de 1884 galaxias, de las cuales 880 son galaxias centrales y 1004 son galaxias satélites.

En pos de caracterizar la muestra de sistemas asociados a halos similares al de la Vía Láctea, se realizaron histogramas de diferentes propiedades de galaxias. Para realizar estos histogramas, se consideraron 30 intervalos contínuos (clases). A continuación, se muestran los resultados obtenidos para algunas de las propiedades físicas y químicas más relevantes, como  $M_\star$ , la fracción de gas que está en condiciones de formar estrellas (*star forming*, SF), la fracción de gas que no está en condiciones de formar estrellas (*non-star-forming*, NSF), la SFR, la tasa de formación estelar específica (SSFR), la masa de agujeros negros supermasivos y la fracción de masa estelar en el disco (*disc-to-total*,  $D/T$ ). También, utilizando catálogos adicionales de galaxias provistos por el equipo de EAGLE, se analizaron algunas propiedades fotométricas (magnitudes y colores) y se realizó un estudio simple de la masa de polvo interestelar. Es importante notar, no obstante, que estos últimos catálogos no proveen información para el total de galaxias seleccionadas inicialmente ya que el cálculo de las propiedades fotométricas y de polvo sólo puede realizarse sobre galaxias con cierta resolución. Por esta razón, es importante mencionar que los gráficos asociados a estas últimas propiedades corresponden a una población más reducida de galaxias: 1728 galaxias totales, 832 centrales y 896 satélites. El análisis de las propiedades fotométricas y de polvo realizado aquí constituye un paso preliminar hacia una comparación más robusta con datos observacionales, tema que se planea abordar en una etapa posterior a esta tesis.



**Figura 3.1:** Histogramas de la masa estelar (izquierda) y la fracción de gas *star-forming* (derecha), para la muestra de galaxias con masa de halo similar a la Vía Láctea para la simulación Ref-L100N1504 a  $z = 0$ . Las líneas punteadas negras corresponden a las galaxias satélites, y las líneas rayadas rojas a las centrales. El histograma amarillo corresponde a la distribución total de la muestra de galaxias.

### 3.2.1. Masa estelar y masa de gas *star-forming*

En la Fig. 3.1, se analiza la distribución de  $M_{\star}$  y la distribución de la fracción de gas en condiciones de formar estrellas (gas SF) que poseen las galaxias (centrales, satélites y la muestra general). Se define la fracción de gas SF como:

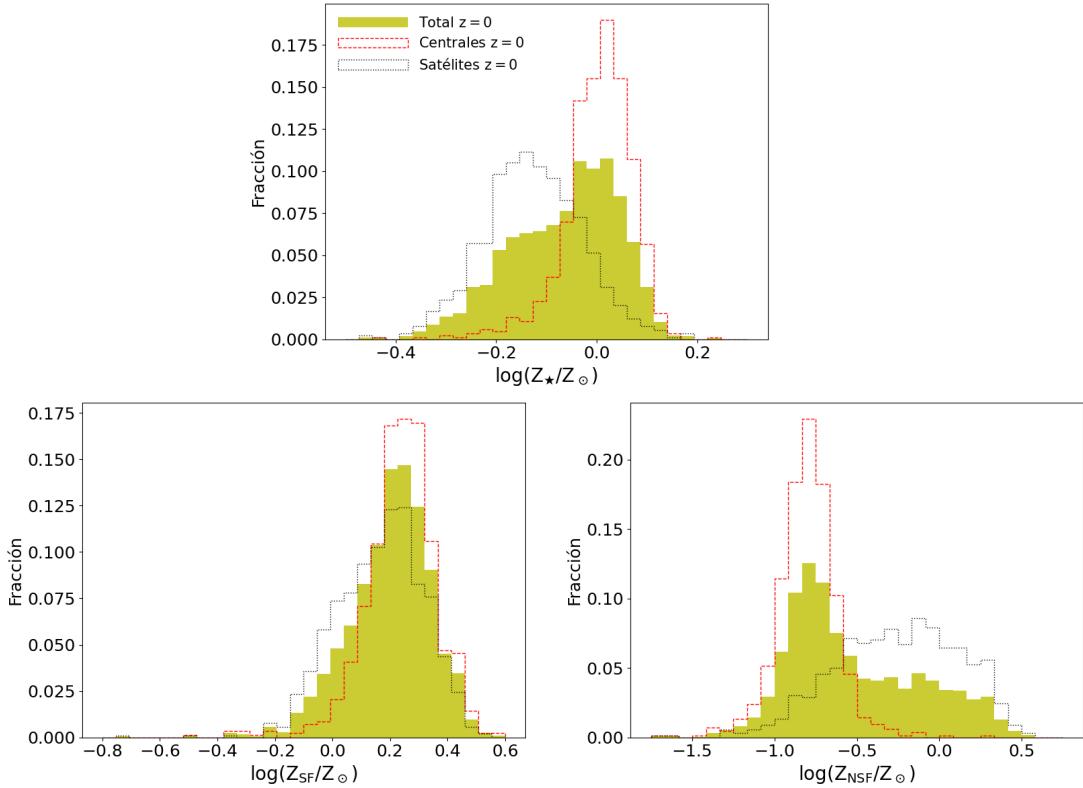
$$f_{\text{SF}} = \frac{M_{\text{SF}}}{M_{\text{SF}} + M_{\star}}, \quad (3.1)$$

donde  $M_{\text{SF}}$  es la masa de gas SF.

Se observa que, dentro del conjunto de galaxias en halos similares al de la Vía Láctea, las galaxias satélites poseen menor  $M_{\star}$  que las centrales y las masas de estas últimas se distribuyen entre  $\approx 10^{9.5} M_{\odot}$  y  $\approx 10^{11} M_{\odot}$ , siendo este un rango consistente con la masa estimada para nuestra Galaxia (Guo et al., 2010; Deason et al., 2012; McMillan, 2017; Watkins et al., 2019). En contraste con ello, no hay una gran distinción en la distribución de fracción de gas SF para ambos tipos de galaxias. Notamos, también, que los histogramas de  $M_{\star}$  se solapan para centrales y satélites en la región de altas masas. Esto último indica la presencia de halos con galaxias satélites de  $M_{\star}$  similar a la Vía Láctea y, por ende, la posible presencia de pares que podrían representar, aproximadamente, al sistema Vía Láctea-Andrómeda.

### 3.2.2. Metalicidades y abundancias químicas

Como ya se mencionó, la metalicidad se calcula como el cociente entre la masa de todos los metales (recordemos que se define como metales a los elementos con mayor número atómico que el helio) y la masa total de la componente galáctica considerada. Para las galaxias de nuestra muestra, hemos estimado



**Figura 3.2:** Histogramas de la metalicidad estelar (arriba), de la metalicidad del gas SF (abajo, izquierda) y de la metalicidad del gas NSF (abajo, derecha) para la muestra de galaxias con masa de halo similar a la Vía Láctea para la simulación Ref-L100N1504 a  $z = 0$ . Las líneas punteadas negras corresponden a las galaxias satélites, y las líneas punteadas rojas a las centrales. El histograma amarillo corresponde a la distribución total de la muestra de galaxias.

las metalicidades estelares ( $Z_*$ ), las metalicidades correspondientes al gas SF ( $Z_{\text{SF}}$ ) y las metalicidades asociadas a la fase del gas NSF ( $Z_{\text{NSF}}$ , ver Fig. 3.2).

Las galaxias centrales poseen una mayor metalicidad estelar que las galaxias satélites; la distribución de metalicidades de las galaxias centrales se ubica alrededor del valor de la metalicidad solar. El gas NSF es menos metálico para las centrales que para las satélites, siendo su metalicidad promedio, en el primer caso, alrededor de un orden de magnitud menor a la del sol. En el caso del gas SF, no hay una distinción significativa entre galaxias satélites y centrales ya que sus rangos de metalicidades parecen ser similares, alcanzando, en su mayoría, valores mayores a la metalicidad solar. Las diferencias entre satélites y centrales en cuanto a las metalicidades de sus fases bariónicas pueden deberse a los efectos ambientales que sufren las galaxias satélites. La interacción con el medioambiente tiende a remover más fácilmente las capas externas de las galaxias formadas predominantemente por gas NSF de baja metalicidad. Por otro lado, la interacción de las galaxias con su entorno afecta menos significativamente a la componente estelar de las mismas, la cual tiende a localizarse

en las zonas más internas de las galaxias.

Para caracterizar en mayor detalle la composición química global de las galaxias, se suelen estimar las abundancias químicas relativas entre diferentes elementos químicos. Por ejemplo, la ecuación 1.25 define la abundancia de hierro respecto al hidrógeno. Este mismo cálculo puede ser realizado para otros elementos químicos, adaptando la expresión de forma acorde a los elementos a considerar y la componente de la galaxia estudiada (estrellas, gas SF, gas NSF, por ejemplo). En esta tesis, usaremos la siguiente notación para referirnos a la abundancia del elemento Y respecto del hidrógeno:

$$[Y/H] = \log(X^Y/X^H) - \log(X^Y/X^H)_\odot, \quad (3.2)$$

donde  $X^Y$  indica la fracción en masa del elemento Y de la componente de la galaxia estudiada. El término  $\log(X^Y/X^H)_\odot$  se obtiene a partir de los valores de  $X^Y$  y  $X^H$  tabulados para el Sol. En esta tesis, los valores solares (para todos los elementos estudiados) fueron extraídos del paper de Wiersma et al. (2009b). En el caso del oxígeno, otra expresión muy frecuente en la literatura para caracterizar su abundancia relativa al hidrógeno está dada por la siguiente ecuación:

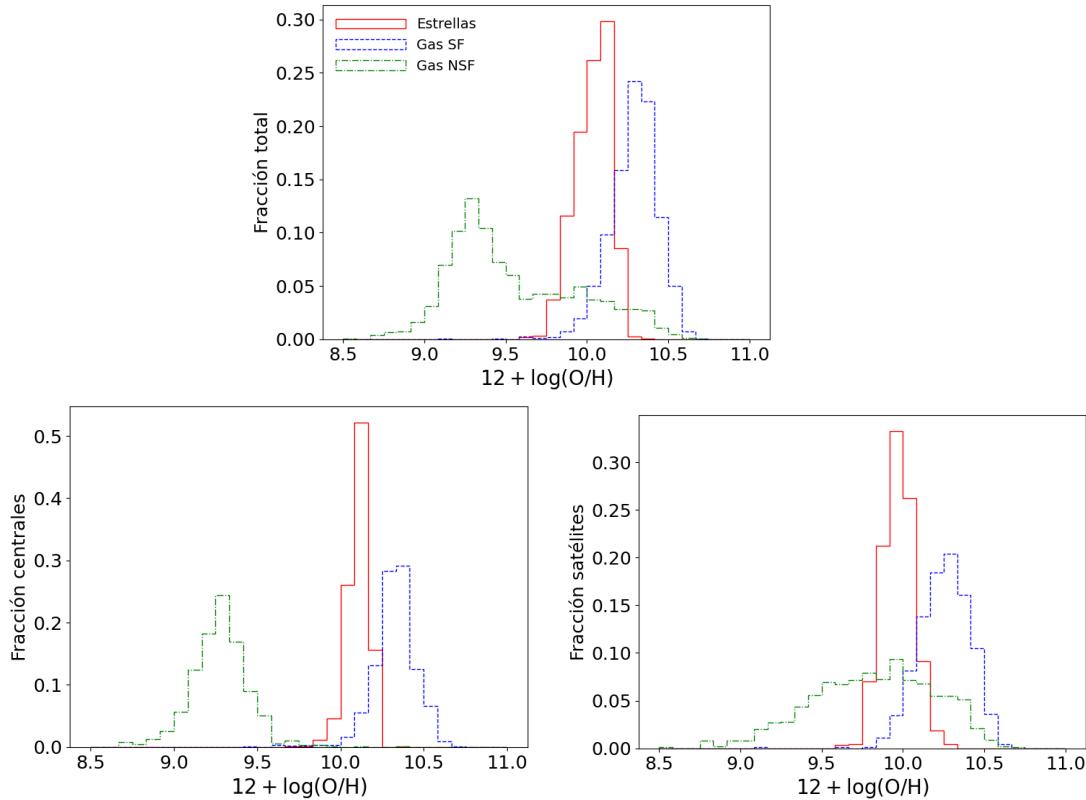
$$12 + \log(O/H) = 12 + \log[(X^O/16)/(X^H/1)]. \quad (3.3)$$

En especial, para el caso del gas SF, la abundancia de oxígeno  $12 + \log(O/H)$  resulta ser una buena trazadora de la metalicidad  $Z_{\text{SF}}$ . En trabajos observacionales enfocados en regiones de formación estelar, la metalicidad total puede ser difícil de medir, por lo que es usual caracterizar a la misma utilizando la abundancia de oxígeno en el gas.

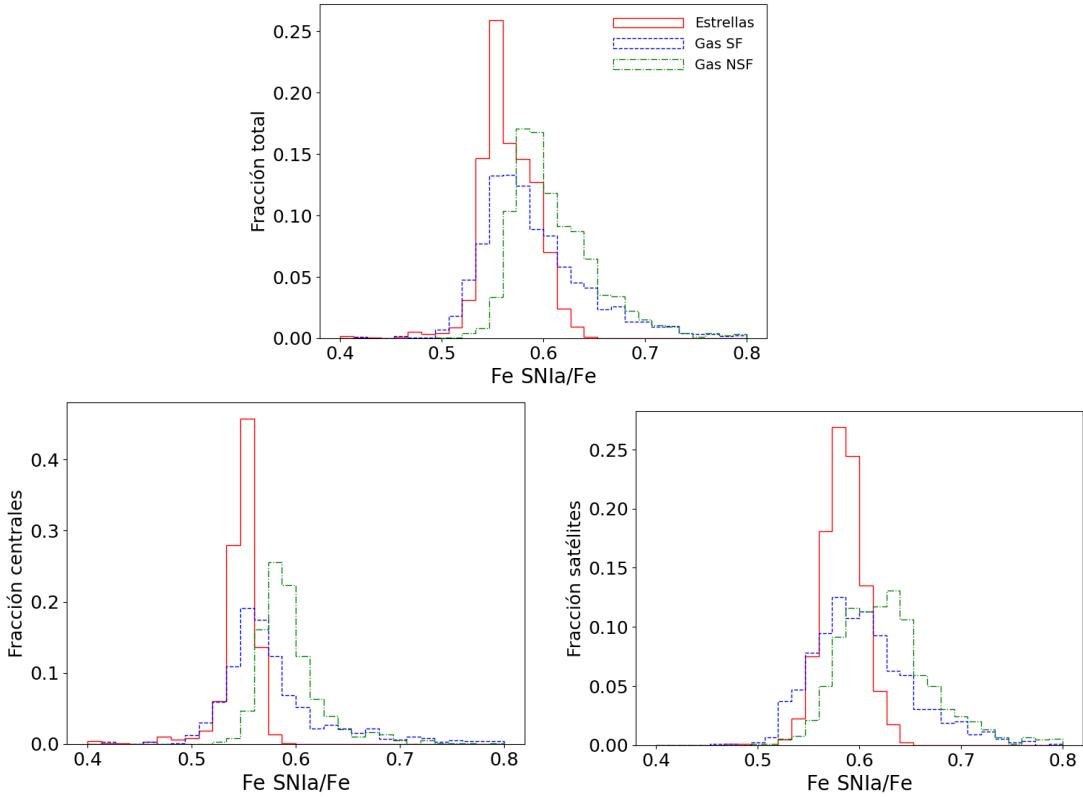
Para todas las galaxias de nuestra muestra de halos similares al de la Vía Láctea, analizamos la composición química global de la componente estelar, la fase de gas SF y la fase de gas NSF, calculando:  $[C/H]$ ,  $[Fe/H]$ ,  $[Mg/H]$ ,  $[Ni/H]$ ,  $[O/H]$ ,  $[Si/H]$  y  $12 + \log(O/H)$ . En la Fig. 3.3, se muestran los histogramas obtenidos para  $12 + \log(O/H)$ , comparando los resultados correspondientes a la componentes estelar, de gas SF y NSF entre sí. Para el resto de las abundancias químicas consideradas ( $[X/H]$  con X:Si, Ni, Mg, C, O, Fe), se obtuvieron resultados muy similares, por lo que optamos no mostrarlos para una mayor claridad en la exposición.

Considerando las 3 componentes bariónicas analizadas, el gas SF es el más enriquecido químicamente, mientras que el gas NSF es el menos metálico. Esto, probablemente, se deba a que el gas SF está en regiones de formación estelar, por lo que es más eficientemente afectado por el *feedback* estelar.

Para tener un indicio sobre el impacto relativo del *feedback* químico vinculado a las SNIa respecto de las SNII, comparamos la fracción en masa de Fe proveniente de ambas fuentes para las distintas fases bariónicas de centrales y satélites (ver Fig. 3.4). Las fracciones en masa de Fe provenientes de las SNIa son generalmente mayores a 0.5 en todas las componentes bariónicas de



**Figura 3.3:** Histogramas de la abundancia de oxígeno relativa al hidrógeno para las galaxias de la simulación Ref-L100N1504 a  $z = 0$ . Las líneas de color rojo representan las distribuciones de la fase estelar, las líneas azules corresponden al gas SF y las líneas verdes al gas NSF. El panel superior corresponde a la muestra general de galaxias presentes en halos similares al de la Vía Láctea. Abajo, el histograma de las galaxias centrales se encuentra a la izquierda y el de galaxias satélites, a la derecha.

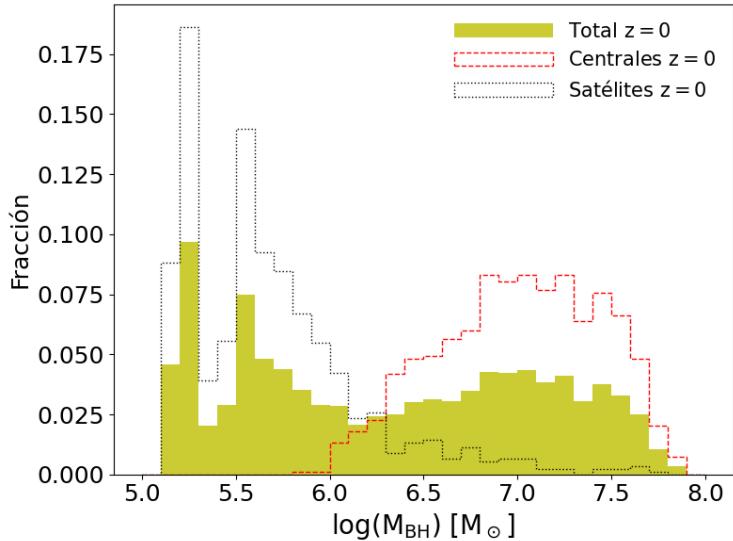


**Figura 3.4:** Histogramas de la fracción en masa de Fe proveniente de supernovas Ia relativa a la masa de Fe total, correspondientes a la simulación Ref-L100N1504 a  $z = 0$ . Las líneas de color rojo representan las distribuciones de la fase estelar, las líneas azules corresponden al gas SF y las líneas verdes al gas NSF. El panel superior presenta las galaxias de toda la muestra. Abajo, el panel izquierdo muestra a las galaxias centrales y el derecho, a las satélites.

nuestras galaxias, con una leve dominancia en el caso del gas NSF. Esto sugiere que la fuente principal de Fe en nuestras galaxias simuladas parece ser este tipo de supernovas, las cuales resultan del colapso de sistemas binarios de estrellas enanas blancas y gigantes rojas, como se ha explicado previamente. Dado que las escalas temporales para la liberación de Fe por parte de las SNIa son mayores que para las SNII, los resultados obtenidos sugieren la presencia de una componente estelar envejecida en nuestras galaxias.

### 3.2.3. Masa de agujeros negros

En la Fig. 3.5, se muestran los histogramas para la masa de los agujeros negros supermasivos alojados en cada una de nuestras galaxias simuladas. Dado que las galaxias simuladas, como ya se ha explicado, describen la evolución de agujeros negros supermasivos, nuestra intención es analizar  $M_{\text{BH}}$  para nuestra muestra y contrastar el rango de valores obtenido con el estimado para nuestra Vía Láctea ( $\sim 10^6 M_{\odot}$ ) (Genzel et al., 2000; Schödel et al., 2003; Ghez et al.,



**Figura 3.5:** Histogramas de las masas de agujeros negros supermasivos para la muestra de galaxias con masas de halo similares a la Vía Láctea, correspondientes a la simulación Ref-L100N1504 a  $z = 0$ .

2005).

En los histogramas mencionados, se puede distinguir cómo se distribuyen las masas de los agujeros negros para nuestras galaxias centrales, satélites y en general. Para las galaxias centrales, estas masas se encuentran entre  $10^6 M_\odot$  y  $10^8 M_\odot$ , mientras que la distribución de las galaxias satélites se ubica, en su gran mayoría, entre  $10^5 M_\odot$  y  $10^6 M_\odot$ , aproximadamente. En principio, si bien un porcentaje importante de la muestra de centrales presenta  $M_{BH}$  más de un orden de magnitud mayor que  $\sim 10^6 M_\odot$ , hay también un número significativo de objetos con  $M_{BH}$  similar al de nuestra Galaxia.

### 3.2.4. Cinemática y morfología

Para describir la morfología de las galaxias, evaluamos la variable cinemática conocida como *disc-to-total (D/T)*, en la literatura en inglés. Esta variable representa la fracción de masa de estrellas que se encuentran en rotación (i.e. en el disco). A continuación, describimos, de manera más rigurosa, el procedimiento para realizar tal descomposición.

En una primera instancia, se computa el valor del momento angular  $L$  para las partículas de estrellas que forman la galaxia. Una importante suposición es que la componente del bulbo de la galaxia no posee momento angular neto, y, por lo tanto, su masa puede ser estimada como el doble de la suma de las masas de las partículas que giran en sentido contrario con respecto al momento angular de la galaxia  $L$ . Luego, la masa restante es la que comprende el disco de la galaxia (Crain et al., 2010); esto es:

$$\frac{D}{T} = 1 - \frac{B}{T} = 1 - 2 \frac{1}{M_\star} \sum_{i, L_{z,i} < 0} m_i. \quad (3.4)$$

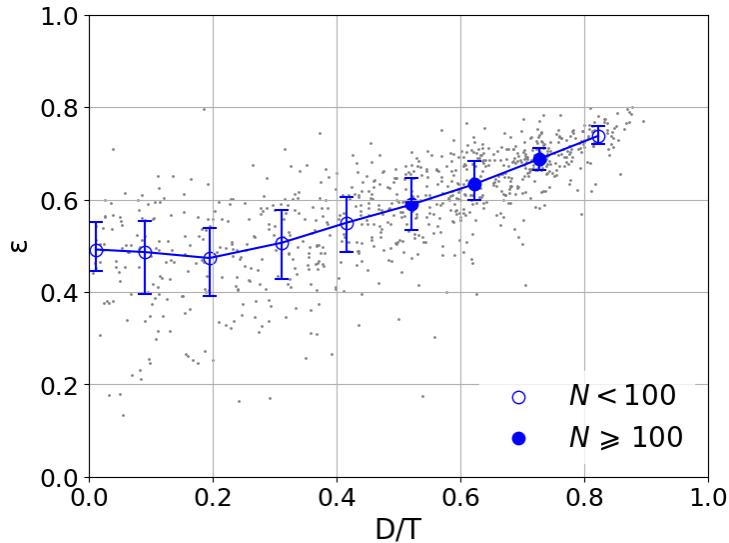
$B$  es la masa de la componente de bulbo de la galaxia,  $M_\star$  es la masa estelar,  $m_i$  es la masa de una partícula de estrella  $i$  que pertenece a la galaxia y cuyo momento angular proyectado sobre el eje de rotación es  $L_{z,i}$ . En la sumatoria anterior, se consideran solo aquellas partículas con  $L_{z,i}$  negativo, ya que se supone que las partículas del bulbo giran en sentido opuesto a la rotación de la galaxia. Además, sólo se toman en cuenta las partículas que se encuentran dentro de un radio menor a 30 pkpc.

En el caso de la simulación utilizada en esta tesis, las variables cinemáticas (en nuestro caso  $D/T$ ) correlacionan fuertemente con la morfología: las galaxias que tienen mayor soporte rotacional tienden a presentar formas más discoidales que las galaxias con mayor dispersión de velocidades (Thob et al., 2019). Para ejemplificar esto, vamos a proceder a observar a continuación la correlación entre  $D/T$  y la elipticidad ( $\epsilon$ ), que es un parámetro que surge de modelar la distribución espacial de las estrellas mediante la definición de un elipsoide (y, junto con el parámetro de triaxialidad, permiten caracterizar la morfología de las galaxias simuladas de manera cuantitativa; para más detalles sobre el cómputo de estos parámetros morfo-cinemáticos para las galaxias de EAGLE, ver Thob et al. 2019). La elipticidad se define como:

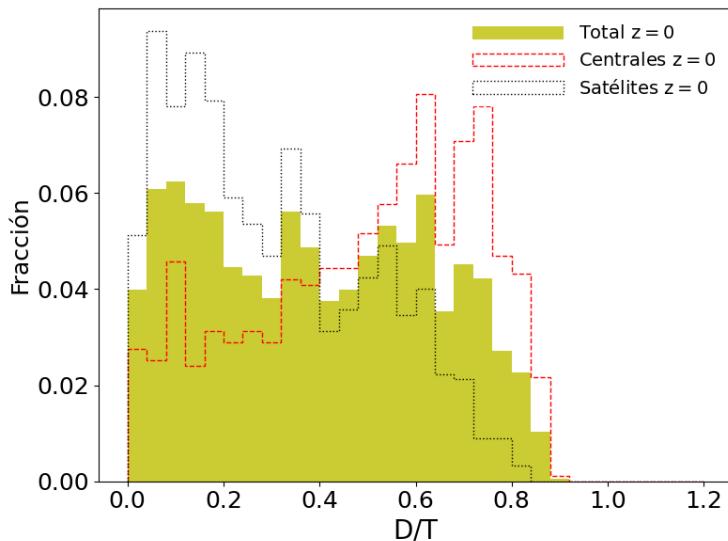
$$\epsilon = 1 - \frac{c}{a}, \quad (3.5)$$

con  $a$  y  $c$ , los módulos de los ejes mayor y menor del elipsoide, respectivamente. En particular, para halos esféricos, el valor de  $\epsilon$  es igual a 0, mientras que, para valores mayores a cero, las galaxias toman formas elipsoidales, las cuales se “achatan” a medida que crece  $\epsilon$  (cuyo máximo valor es igual a 1). En la Fig. 3.6, observamos la correlación entre la variable morfológica  $\epsilon$  y la cinemática  $D/T$  para nuestras galaxias simuladas. Si bien se ve cierta dispersión, la variable cinemática  $D/T$  se encuentra correlacionada directamente con la morfología de las galaxias. En particular, se puede decir que, para  $D/T \gtrsim 0,2$ , a mayor  $D/T$ , las galaxias tienden a tener formas más discoidales. De ahora en más, por simplicidad, continuaremos caracterizando la morfología de las galaxias sólo a través del parámetro  $D/T$ .

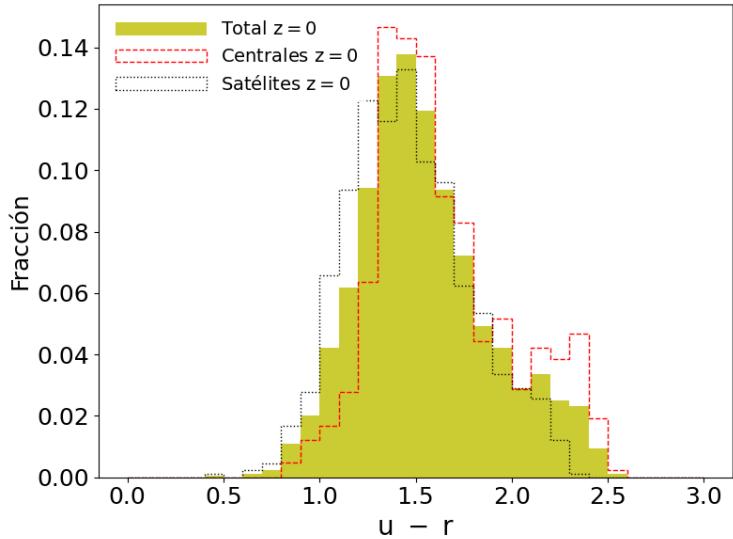
Como se aprecia en la Fig. 3.7, en nuestra muestra, se observa que la mayoría de las galaxias centrales tienden a tener un soporte rotacional importante ( $D/T \gtrsim 0,4$ ), mientras que la mayor parte de las galaxias satélites tienden a ser más esferoidales ( $D/T \lesssim 0,4$ ). En particular, la moda del histograma de las galaxias centrales se ubica alrededor de 0.7, en oposición a la moda asociada a las satélites que se encuentra alrededor de 0.1. Por lo tanto, nuestra muestra incluye un número significativo de galaxias centrales con forma discoidal, cuyas historias evolutivas podrían, en principio, aportar pistas sobre la formación del disco de nuestra Galaxia.



**Figura 3.6:** Elipticidad en función de la variable  $D/T$  a  $z = 0$  para la muestra de galaxias con masas de halo similares a la Vía Láctea, correspondientes a la simulación Ref-L100N1504. El parámetro de correlación entre ambas variables es de  $\approx 0.7$ . La curva sólida corresponde a la relación mediana, mientras que las barras de error representan los percentiles 25 y 75. Los círculos sin relleno indican que hay menos de 100 galaxias para medir ese valor de la mediana. Para los círculos con relleno azul, hay 100 o más



**Figura 3.7:** Histogramas de la fracción de masa del disco ( $D/T$ ) para la muestra de galaxias en halos similares al de la Vía Láctea, correspondientes a la simulación Ref-L100N1504 a  $z = 0$ .



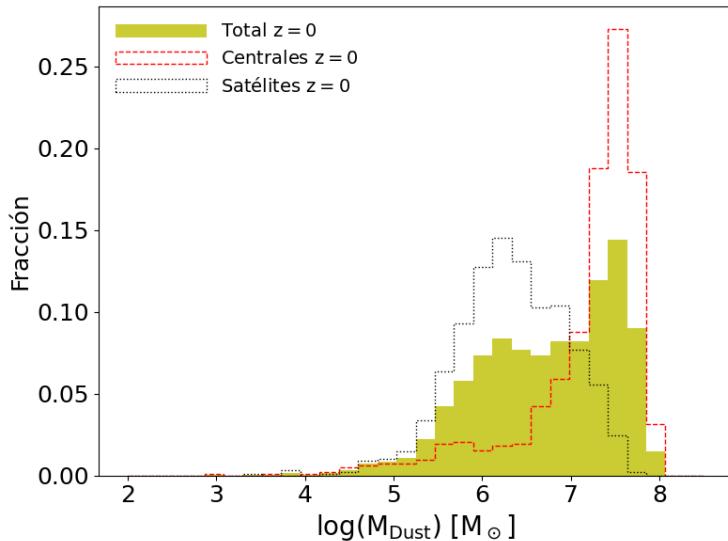
**Figura 3.8:** Histograma del color  $u-r$  para la muestra de galaxias en halos similares al de la Vía Láctea, correspondientes a la simulación Ref-L100N1504 a  $z = 0$ .

### 3.2.5. Propiedades fotométricas y masa de polvo

Utilizando catálogos de magnitudes y colores provistos por el equipo de EAGLE, se estudiaron las propiedades fotométricas de la muestra de las galaxias simuladas. También, se analizó la masa de polvo interestelar, partiendo de los mismos catálogos. Este análisis constituye la etapa preliminar de un estudio que abordaremos más adelante, destinado a establecer estrategias convenientes para comparar galaxias simuladas con sus contrapartes observadas.

En la Fig. 3.8, se muestra el histograma del color  $u-r$  para galaxias centrales, satélites y en general. Tales resultados se pueden correlacionar directamente con los obtenidos en la Fig. 3.2. Las galaxias centrales tienden a presentar mayor metalicidad estelar que las satélites, lo cual enrojece el espectro de las primeras, siendo esto consistente con los histogramas de  $u-r$ . Sin embargo, los colores de las galaxias también son afectados por la edad de las poblaciones estelares. La leve tendencia de las galaxias centrales a presentar colores más rojos podría también sugerir la presencia de poblaciones de estrellas más viejas. Dejamos para un futuro trabajo la profundización de este tema. Cabe mencionar, que, también, se han realizado los histogramas de los colores  $g-r$  y  $u-g$  pero se han omitido ya que las tendencias son casi idénticas a las obtenidas para el color  $u-r$ .

Respecto de la masa de polvo en el ISM, la Fig. 3.9 muestra que la mayor parte de las galaxias centrales poseen una masa del orden de  $10^7 M_{\odot} - 10^8 M_{\odot}$ , mientras que las galaxias satélites, aunque con mayor dispersión, presentan la moda en  $\sim 10^6 M_{\odot}$ . Es esperable que las galaxias centrales tengan mayor cantidad de polvo que las satélites ya que las primeras son sistemas más masivos en general. Como se mencionó anteriormente, el análisis de las propiedades fotométricas realizado aquí será la base de un futuro estudio focalizado en la



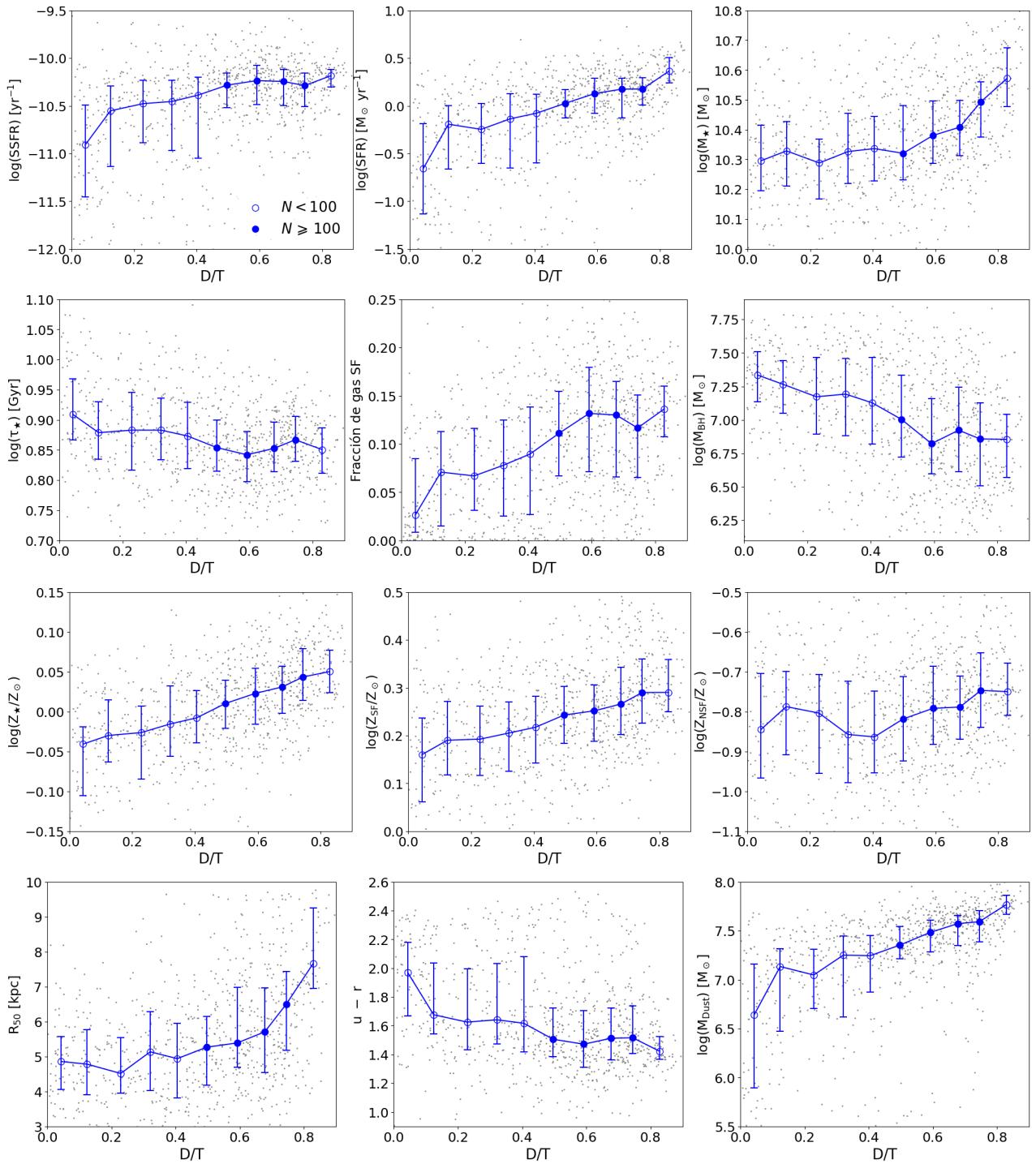
**Figura 3.9:** Histogramas de la masa de polvo para la muestra de galaxias en halos similares al de la Vía Láctea, correspondientes a la simulación Ref-L100N1504 a  $z = 0$ .

comparación con datos observacionales.

### 3.3. Caracterización de galaxias centrales según su morfología a $z = 0$

Hasta aquí, se caracterizó la población total de galaxias en halos similares al de la Vía Láctea, tanto centrales como satélites. En el resto de la tesis, por cuestiones de tiempo, el foco estará en analizar la submuestra de centrales (i.e. “muestra de galaxias centrales”, de ahora en más) y otra submuestra más restringida de galaxias centrales con características más similares a la Vía Láctea (i.e. “muestra de galaxias tipo Vía Láctea”, de ahora en más). Antes de definir los criterios de selección de la submuestra más restringida, se caracterizará, en mayor detalle, el subconjunto de galaxias centrales de sus halos. En particular, interesa evaluar las propiedades de estas últimas como función de su morfología. Considerando que la Vía Láctea tiene una morfología discoidal ( $D/T$  alto), el primer objetivo es entender qué propiedades presentan este tipo de objetos respecto del resto de galaxias centrales en halos de masa similar. Esto permitirá obtener algunas claves sobre los procesos físicos dominantes para galaxias más análogas a la Vía Láctea así como sus principales propiedades.

En la Fig. 3.10, se puede apreciar la distribución de puntos, la relación mediana, y los percentiles 25 y 75 de la relación entre  $D/T$  y diferentes propiedades de las galaxias centrales: SSFR, SFR,  $M_*$  (de izquierda a derecha, para el primer set de paneles de arriba hacia abajo), edad estelar promedio ( $\tau_*$ ),  $f_{SF}$ ,  $M_{BH}$  (de izquierda a derecha, para el segundo set de paneles de arriba hacia abajo).



**Figura 3.10:** Gráficos de diferentes propiedades (para detalles de la notación, ver el texto principal) en función de la variable  $D/T$  para la muestra de galaxias centrales a  $z = 0$ . La línea sólida representa la mediana, mientras que las barras de error representan los datos que se encuentran entre los percentiles 25 y 75. Los círculos sin relleno indican que hay menos de 100 galaxias para medir ese valor de la mediana. En el caso de los círculos con relleno azul, hay 100 o más para ello.

abajo),  $Z_*$ ,  $Z_{\text{SF}}$ ,  $Z_{\text{NSF}}$  (de izquierda a derecha, para el tercer set de paneles de arriba hacia abajo), radio a mitad de masa ( $R_{50}$ ), u-r y  $M_{\text{Dust}}$  (de izquierda a derecha, para el último set de paneles de arriba hacia abajo).

Observando estos gráficos, se puede realizar el siguiente análisis sobre la muestra. Las galaxias centrales con mayor soporte rotacional (i.e. morfologías más parecidas a la Vía Láctea) son las de mayor  $M_*$ , mayor  $R_{50}$  y menor edad estelar promedio. Esto último es consistente con los mayores valores de SFR y SSFR que presentan estos sistemas, los cuales son consecuencia de su mayor porcentaje de gas SF (el cual es el combustible para la formación de nuevas estrellas). En particular, se puede apreciar que la SSFR se mantiene aproximadamente constante en valores altos para  $D/T \gtrsim 0,4$ .

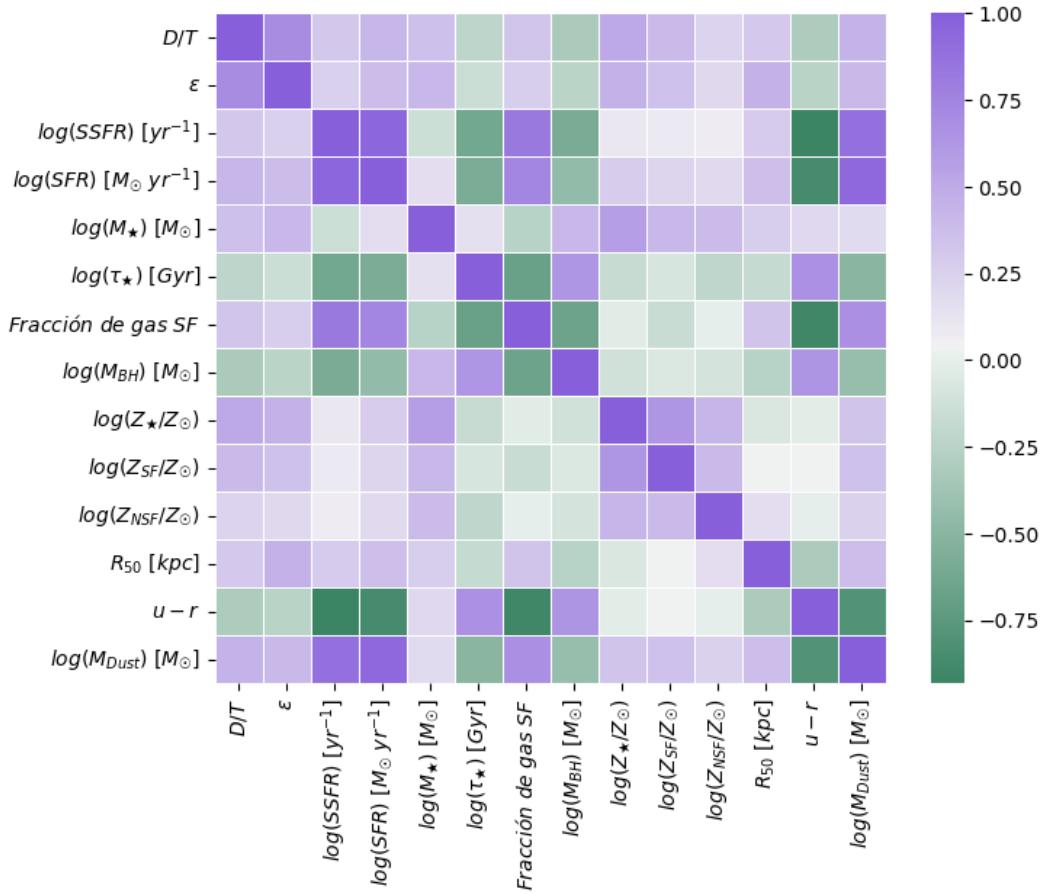
En lo que respecta a  $M_{\text{BH}}$ , este parámetro es menor para galaxias con mayor soporte rotacional. Si bien se requieren más estudios para verificar el origen de estas últimas tendencias, notamos que las fusiones entre galaxias pueden dar lugar a la fusión de sus agujeros negros supermasivos, incentivando el crecimiento de  $M_{\text{BH}}$ . El menor valor de  $M_{\text{BH}}$  para las galaxias con  $D/T$  alto podría, en este sentido, relacionarse con una menor influencia de fusiones de galaxias en su evolución, lo que también explicaría la mayor dominancia de la componente discoidal.

Respecto del enriquecimiento químico, las galaxias con mayor  $D/T$  tienden a presentar mayor  $Z_{\text{SF}}$  y mayor  $Z_*$ , lo cual es coherente con la evolución química desencadenada por su eficiente producción de nuevas estrellas. En cuanto a la metalicidad del gas NSF, no se distingue ninguna tendencia clara con el parámetro  $D/T$ .

Finalmente, notamos que, pese a su mayor  $Z_*$ , las galaxias con mayor soporte rotacional tienden a ser más azules (i.e. presentan u-r menor), lo cual se debe a su mayor porcentaje de estrellas jóvenes (poseen menor edad estelar promedio  $-\tau_*$ ). Además, tienen mayor masa de polvo interestelar.

Como complemento del análisis realizado, para la misma muestra, se confeccionó la matriz de correlación de las propiedades consideradas a  $z = 0$  (ver Fig. 3.11). Tal matriz sólo indica qué tan fuerte correlacionan las variables entre sí, pero no da indicios sobre la forma funcional que hay entre estas propiedades. Hay dos propiedades que posee esta matriz: 1) ésta es simétrica, y 2) los elementos de la diagonal son trivialmente de valor 1, dado que miden la correlación de las propiedades con ellas mismas.

En principio, se ve que  $D/T$  presenta coeficientes de correlación positivos con:  $M_*$ , SFR, SSFR,  $f_{\text{SF}}$ ,  $Z_*$ ,  $Z_{\text{SF}}$ ,  $Z_{\text{NSF}}$  y  $R_{50}$ . Esto sugiere nuevamente que la formación de galaxias discoidales en halos tipo Vía Láctea es favorecida por altos porcentajes de gas SF, el cual activa la formación estelar en el disco y su enriquecimiento químico. Por otro lado,  $D/T$  presenta parámetros de correlación negativos con:  $M_{\text{BH}}$ ,  $\tau_*$ , u-r y  $M_{\text{Dust}}$ . Esto indica que la formación de agujeros negros centrales más masivos se da más en galaxias con poblaciones estelares más envejecidas y de morfología más esferoidal, y, por ende, distintas a la Vía Láctea.



**Figura 3.11:** Matriz de correlación entre las propiedades de las galaxias centrales estudiadas a  $z = 0$ . Las celdas con tonos de violeta más fuertes (parámetros de correlación más cercanos a 1) indican que las propiedades correspondientes correlacionan más fuertemente entre sí. Los tonos de verde más oscuros señalan que las propiedades asociadas anticorrelacionan más fuertemente entre sí (valores más cercanos a -1).

### 3.4. Selección de galaxias “tipo Vía Láctea”

Habiendo ya caracterizado la muestra completa de galaxias centrales en halos de masa similar a la Vía Láctea, se aplicaron nuevos criterios de selección para obtener una submuestra de sistemas con mayor similitud a nuestra Galaxia. En los capítulos siguientes, el objetivo será explorar la evolución de esta muestra más restringida de galaxias (“muestra de galaxias tipo Vía Láctea”) y compararla con la experimentada por el conjunto de las galaxias centrales en halos de igual  $M_{200}$  (“muestra de galaxias centrales”). De esta forma, se pretende analizar qué tipo de historias evolutivas pueden llevar a la formación de una galaxia como la nuestra.

En esta tesis, se optó por seleccionar galaxias “tipo Vía Láctea” basándonos en ciertas propiedades observadas de nuestra Galaxia. Consideramos galaxias “tipo Vía Láctea” a aquellas que cumplen las siguientes condiciones:

- Se encuentran en halos con  $M_{200}$  entre  $8 \times 10^{11} M_\odot$  y  $2 \times 10^{12} M_\odot$ .
- Son galaxias centrales.
- Presentan un soporte rotacional importante ( $D/T > 0,4$ ).
- $M_\star$  está entre  $4 \times 10^{10} M_\odot$  y  $6 \times 10^{10} M_\odot$  (Pilyugin et al., 2023).
- Su SFR es mayor a  $0,5 M_\odot \text{ yr}^{-1}$  (Elia et al., 2022).

Las 3 últimas condiciones son nuevas y, considerando los análisis realizados en secciones previas, las galaxias de la muestra “tipo Vía Láctea” presentan, en promedio, mayores valores de  $D/T$ , SSFR, SFR,  $M_\star$ ,  $f_{\text{SF}}$ ,  $Z_\star$ ,  $Z_{\text{SF}}$ ,  $R_{50}$  y  $M_{\text{Dust}}$ . Estas galaxias, a su vez, presentan, en promedio, menores valores de  $\tau_\star$ ,  $M_{\text{BH}}$  y  $u\text{-r}$ .

Finalmente, es importante notar que el criterio de selección aplicado aquí no es único. En la literatura, se han utilizado muy diversos criterios para seleccionar sistemas análogos a nuestra Galaxia. El enfoque empleado en esta tesis, tiene la intención de priorizar la selección de galaxias discoidales centrales con formación estelar activa.

# Capítulo 4

## Historias evolutivas y árboles de fusiones

En el capítulo anterior, se estudiaron galaxias localizadas en halos de similar masa al halo de la Vía Láctea y se extrajo una primera muestra de galaxias centrales. Luego, se tomó esa misma muestra y se aplicaron criterios adicionales para seleccionar una muestra más restringida de galaxias (submuestra de la original), que se consideran análogas a la Vía Láctea (muestra de galaxias tipo Vía Láctea, según la convención que fue establecida previamente). En esta sección, se intenta caracterizar cómo evolucionaron las muestras seleccionadas, conformadas de galaxias centrales, en general, y tipo Vía Láctea, en particular. Uno de los objetivos es determinar posibles propiedades de galaxias que puedan darnos indicios sobre cómo identificar progenitores de la Vía Láctea a valores altos de *redshift*.

En el presente capítulo, como una primera aproximación al problema, se compara detalladamente la evolución de dos galaxias de diferente morfología a  $z = 0$ , evaluando las propiedades de sus progenitores principales en función del tiempo. Posteriormente, se realiza un análisis más general de la evolución temporal promedio de las propiedades de las muestras de galaxias centrales y tipo Vía Láctea.

### 4.1. Árboles de fusiones

Para analizar la historia evolutiva de una galaxia, se necesita conocer las interacciones que ha tenido en el pasado. Entre éstas, se encuentran las fusiones o *mergers* de galaxias y, para su respectivo análisis, se necesita la reconstrucción de los llamados árboles de fusiones o *merger trees*.

El primer paso para construir los árboles de fusiones es la identificación de los halos y subhalos como estructuras autogravitantes (ver sección 2.2) en el primer *snapshot*. El siguiente paso para definir un árbol de fusiones es identificar a los descendientes de cada subhalo a través de los siguientes *snapshots* (Jiang et al., 2014). Para encontrar un descendiente en el *snapshot* B de un

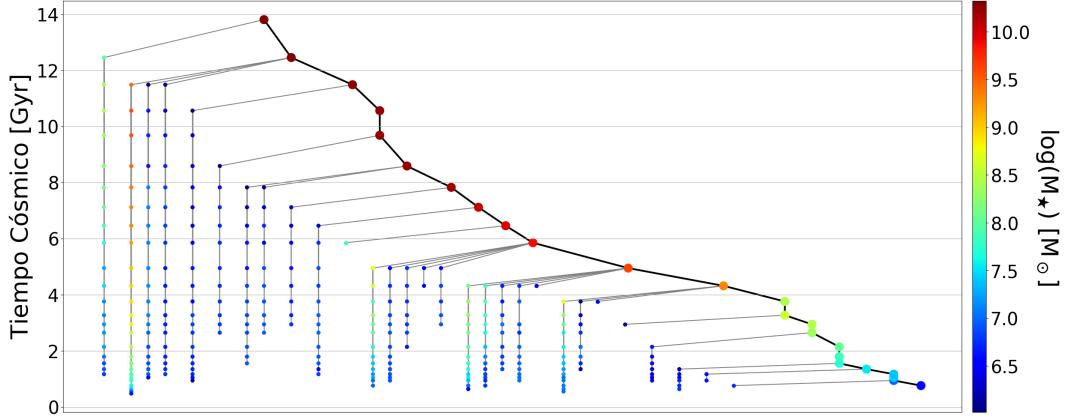
halo que existe en un *snapshot* anterior A, se usa el siguiente método. Para cada halo que contiene  $N_p$  partículas, se identifica las  $N_{link}$  partículas más ligadas gravitacionalmente. La expresión de  $N_{link}$  está dada por:

$$N_{link} = \min(N_{linkmax}, \max(f_{trace} N_p, N_{linkmin})), \quad (4.1)$$

con  $N_{linkmin} = 10$ ,  $N_{linkmax} = 100$  y  $f_{trace} = 0,1$ . Los candidatos a descendientes que se encuentran en el *snapshot* B son aquellos subhalos que han recibido al menos una partícula de aquellos en A. Entre todos los subhalos ubicados en el *snapshot* B, al que tenga la mayor cantidad de  $N_{link}$  partículas ligadas al *snapshot* A, se lo define como descendiente. No obstante, buscar a los descendientes de A sólo en el siguiente *snapshot* puede ser problemático, dado que, en ese *snapshot*, un descendiente de A puede superponerse con otro subhalo y separarse en *snapshots* subsiguientes. Si éstos se buscan sólo en el *snapshot* donde ocurrió la superposición, el evento se va a considerar, de forma errónea, como una fusión de galaxias. Para evitar esto, el procedimiento de búsqueda de descendientes se lleva a cabo en los siguientes 5 *snapshots*, y por lo tanto, se tienen 5 candidatos a descendientes de A. En función de las características de estos candidatos, se tienen tres posibilidades. Si ninguno de estos candidatos tiene a A como progenitor principal, se considera que éste se fusionó con otro sistema. Si uno o más tienen a A como su progenitor principal, entonces el que se encuentra en el *snapshot* más antiguo y no tiene un progenitor principal posterior a A es su descendiente. Si todos los candidatos tienen a A como progenitor principal pero no se cumple la condición anterior, se elige como descendiente al candidato más antiguo. Una vez identificados los subhalos y descendientes, se puede construir el árbol de fusiones de cada uno. Los árboles se componen de varias ramas que se forman cuando se identifican subhalos sin progenitores. Se define a la masa de la rama como la suma de las masas de las partículas que componen cada uno de los subhalos de una rama. La rama principal o *main branch* del árbol es aquella que tiene la mayor masa. En esta tesis, llamaremos “progenitores principales” a aquellos que constituyen la rama principal. A modo ilustrativo, en la Fig. 4.1, se muestra un esquema de un árbol de fusiones para una galaxia extraída de las simulaciones EAGLE. Para detalles finos acerca de la construcción de los árboles de fusiones en estas simulaciones, se remite al lector al trabajo de Qu et al. 2017.

## 4.2. Evolución individual de dos galaxias morfológicamente distintas

Como primera aproximación al entendimiento de las historias evolutivas de nuestras galaxias, se indaga la evolución de dos galaxias individuales con morfologías muy distintas a  $z = 0$ . Más específicamente, se seleccionó una galaxia con  $D/T = 0,27$  y  $\epsilon = 0,45$  (llamada galaxia esferoidal, de aquí en más), y otra galaxia con  $D/T = 0,75$  y  $\epsilon = 0,70$  (llamada galaxia discoidal, de aquí



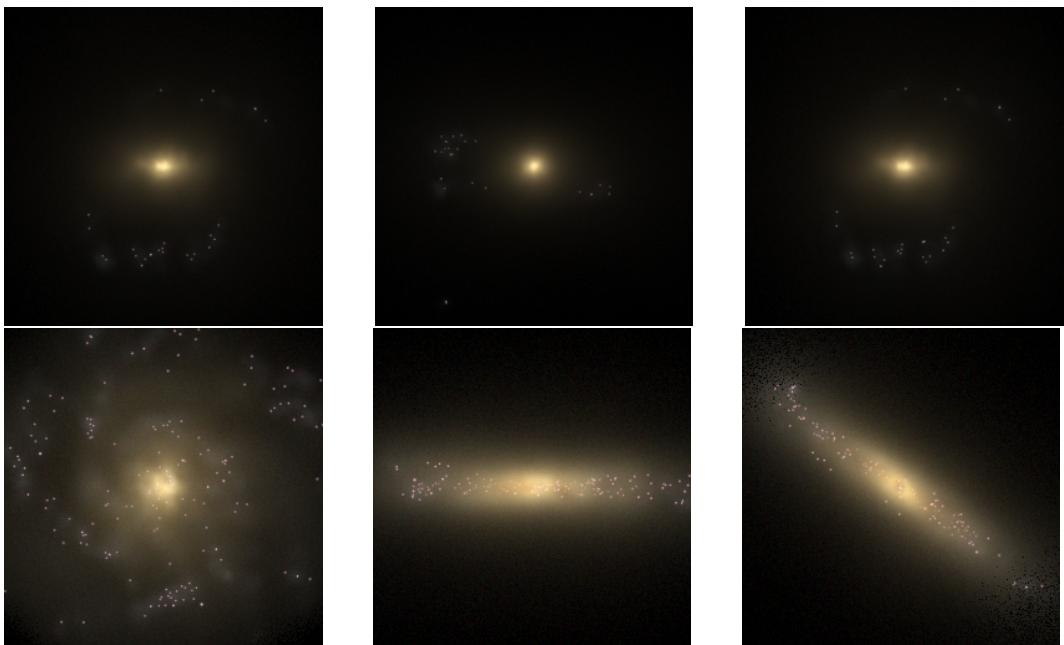
**Figura 4.1:** Árbol de fusiones para una galaxia del tipo esferoidal, con la rama principal marcada por una línea más gruesa.

en más). Como ya fue discutido, la variable  $D/T$  correlaciona directamente con la morfología. En la Fig. 4.2, se muestran las imágenes de las galaxias seleccionadas provistas por EAGLE. Es de destacar que la morfología que se aprecia visualmente en las imágenes es consistente con la inferida a partir de los parámetros  $D/T$  y  $\epsilon$ . Asimismo, también es notorio que la galaxia discoidal elegida tiene rasgos que sugieren la presencia de brazos espirales, con lo cual es ideal para nuestro estudio.

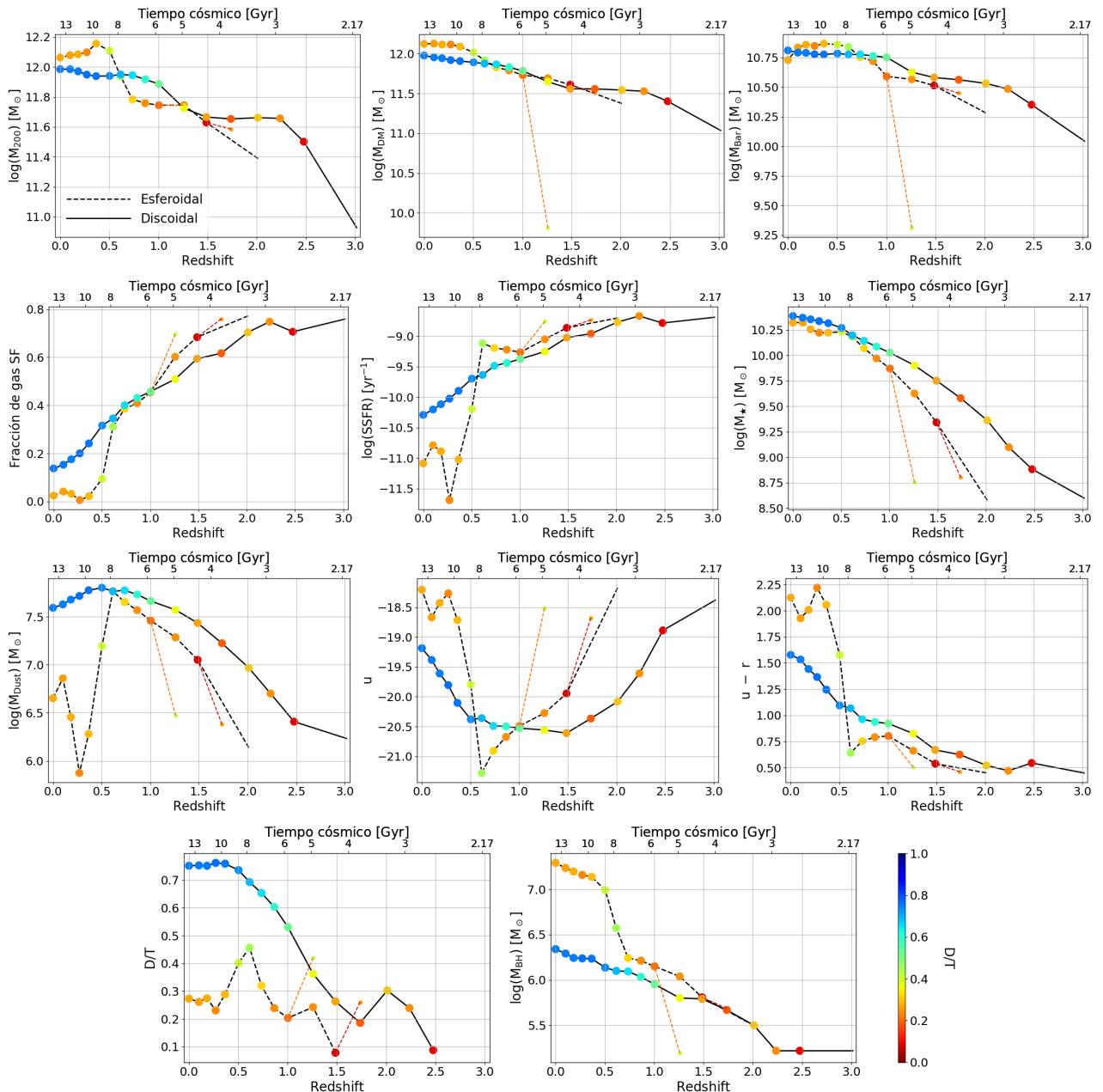
A continuación, se analizará la evolución temporal simultánea de diferentes propiedades de ambas galaxias y compararlas. En particular, interesa la evolución de su aspecto morfológico para cada etapa de su proceso evolutivo. En la Fig. 4.3, se aprecian los resultados obtenidos de este análisis para las dos galaxias seleccionadas. Las curvas negras sólida y rayada representan la evolución de los progenitores principales de las galaxias discoidal y esferoidal, respectivamente. Las líneas punteadas naranjas muestran progenitores secundarios que se fusionaron con la rama principal en el caso de la galaxia esferoidal. Notar que sólo se han considerado progenitores con  $M_\star > 10^{8.5} M_\odot$ , de forma de que pueda resolverse bien su morfología (Thob et al., 2019).

Las propiedades de las galaxias pueden modificarse debido a *mergers* o fusiones entre galaxias. En el caso de la galaxia esferoidal, ocurren dos eventos de fusión para tiempos cósmicos entre  $\approx 4$  y  $6$  Gyr (ver las líneas punteadas de color naranja), mientras que en la galaxia discoidal no se observan eventos de fusión. La ausencia de fusiones para la galaxia discoidal es consistente con la formación de una componente disco estable. Este trabajo solo se limita a mencionar dónde han ocurrido esas fusiones y si han cambiado las propiedades estudiadas, dejando para un futuro trabajo los fundamentos acerca de los cambios que producen dichas colisiones galácticas.

Se observa que la galaxia discoidal se formó a tiempos más tempranos ( $z \approx 3$ ), mientras que la galaxia esferoidal comienza a formarse más tarde ( $z \approx 2$ ). Las masas  $M_{200}$ ,  $M_{\text{DM}}$  y la masa bariónica  $M_{\text{Bar}}$  crecen consistentemente con el tiempo. En particular, se nota que la galaxia esferoidal termina de ensamblar



**Figura 4.2:** Imágenes mock gri de las galaxias esferoidal y discoidal seleccionadas de las simulaciones EAGLE. Las mismas fueron extraídas de la base de datos de la simulación. *Paneles superiores*: galaxia esferoidal (*GalaxyID* : 8686632) vista de frente (i.e. con la visual en la dirección del momento angular; izquierdo), de canto (i.e. con la visual ortogonal al momento angular; centro) y en una dirección aleatoria (derecha). *Paneles inferiores*: galaxia discoidal (*GalaxyID* : 9622390) vista de frente (izquierda), de canto (centro) y en una dirección aleatoria (derecha).



**Figura 4.3:** Análisis de diferentes propiedades en función del *redshift* (y por lo tanto, del tiempo cósmico) para dos galaxias: una galaxia discoidal (línea sólida) y otra esferoidal (línea punteada). Las líneas punteadas de color naranja corresponden a galaxias que se fusionaron con el progenitor principal de la galaxia esferoidal identificada a  $z = 0$ . *Primer fila de paneles, de izquierda a derecha:*  $M_{200}$ ,  $M_{\text{DM}}$  y  $M_{\text{Bar}}$ . *Segunda fila de paneles, de izquierda a derecha:* fracción de gas SF, SSFR y  $M_*$ . *Tercera fila de paneles, de izquierda a derecha:*  $M_{\text{Dust}}$ , magnitud u y color u-r. *Cuarta fila de paneles, de izquierda a derecha:*  $D/T$  y  $M_{\text{BH}}$ .

su componente estelar en épocas más tardías. La fracción de gas SF en ambas galaxias disminuye a medida que evolucionan hacia el presente, debiéndose esto principalmente a la formación de nuevas estrellas a medida que transcurre el tiempo; en particular, la galaxia esferoidal se queda casi sin fracción de gas SF después de su última fusión. La SSFR disminuye suavemente para la galaxia discoidal. En el caso de la galaxia esferoidal, se aprecia una caída brusca de su SSFR luego de quedarse sin gas tras su último evento de fusión. Hacia  $z \approx 0$ , sólo la galaxia discoidal presenta suficiente gas para continuar formando estrellas en forma significativa. Las masas de polvo en ambas galaxias crecen en simultáneo, sin embargo, a  $z \sim 0,5$ , para la galaxia esferoidal, la cantidad de polvo cae de golpe y la misma tendencia se ve para la variable  $D/T$ . Esta época coincide con el establecimiento de una componente discoidal más significativa para la galaxia discoidal, mientras que, para la misma época, la galaxia esferoidal ha sido afectada por su última fusión. Se ve, además, que la galaxia esferoidal adquiere colores más rojos hacia el fin de su evolución, cuando deja de formar estrellas activamente. En cuanto a la masa de agujero negro, ésta aumenta de manera continua en ambas galaxias, destacando un aumento más significativo de la masa del agujero negro de la galaxia esferoidal luego de haber ocurrido el evento de fusión ya mencionado.

De este primer análisis, se puede concluir que las historias evolutivas de galaxias centrales en halos tipo Vía Láctea pueden ser muy diferentes. En particular, las fusiones de galaxias pueden jugar un rol clave en la formación o no formación de galaxias con características similares a la Vía Láctea.

### 4.3. Historias evolutivas de muestras estadísticas de galaxias

En la sección anterior, se analizó la evolución temporal de dos galaxias individuales con morfologías bien distintas. En particular, puede notarse que las historias evolutivas individuales de galaxias centrales pueden diferir en forma significativa dentro de halos similares al de la Vía Láctea. No obstante, las galaxias fueron seleccionadas en forma aleatoria, con el único requisito de que sus morfologías fuesen diferentes a  $z = 0$ . Por lo tanto, no podemos generalizar su comportamiento a toda la muestra de galaxias. En esta sección, se amplía el análisis anterior, considerando el total de galaxias presentes en las muestras de galaxias centrales y tipo Vía Láctea. Se realizará un estudio estadístico de la evolución mediana de los sistemas contenidos en cada conjunto. De esta forma, se evaluará si las galaxias que adquirieron propiedades más similares a la Vía Láctea a  $z = 0$  tuvieron, en su mayoría, una evolución diferente del resto.

En la Fig. 4.4, se puede ver la evolución de diferentes propiedades astrofísicas de las galaxias en la muestra en función del *redshift*, entre los valores  $z = 0$  y  $z = 5$ . Para las muestras de galaxias centrales y tipo Vía Láctea seleccionadas a  $z = 0$ , se grafica la evolución de la mediana de la distribución de tales propiedades, así como la de sus percentiles 25 y 75. Es importante notar que,

para altos valores de  $z$ , disminuye considerablemente la cantidad de galaxias de las muestras debido a que muchas de ellas comienzan a ensamblar su masa en épocas tardías. Adicionalmente, es importante mencionar que algunas propiedades graficadas no pueden resolverse bien si el número de partículas de un subhalo es bajo. Por ejemplo, en EAGLE, se requieren al menos 300 partículas de estrellas en un radio de 30 pkpc para poder calcular el parámetro  $D/T$  en forma robusta (Thob et al., 2019). En cada panel de la Fig. 4.4, para cada valor de  $z$ , sólo se grafican las galaxias cuyas propiedades están bien resueltas a ese  $z$ . En general, para  $z \lesssim 3$ , se logran resolver bien todas las propiedades graficadas para la mayoría de las galaxias. Pero, para  $z \gtrsim 3$ , un porcentaje significativo de progenitores no ha sido incluido en los gráficos ya que no presentan una resolución suficiente para definir algunas de sus propiedades (e.g.  $D/T$ ,  $M_{\text{Dust}}$ ). Por lo tanto, no pueden sacarse conclusiones robustas para este rango de  $z$ ; sólo se muestran los resultados por completitud. Se compara a continuación la evolución de las muestras de galaxias a  $z \lesssim 3$ .

Tanto para la muestra general de centrales como para las centrales tipo Vía Láctea, se observa que la masa virial de los halos crece a medida que disminuye  $z$ , lo cual es consistente con la agregación jerárquica de la estructura. Tanto las fusiones de galaxias como la acreción de materia del entorno, incrementan la cantidad de materia oscura y masa bariónica dentro de estos halos. En particular, las galaxias de la muestra tipo Vía Láctea parecen haber estado localizadas, en promedio, en halos de mayor masa que el resto de las centrales a lo largo de toda su historia evolutiva. Esta misma tendencia se da para la masa de materia oscura y bariónica de los correspondientes subhalos: para todo  $z$ ,  $M_{\text{DM}}$ ,  $M_{\text{Bar}}$ ,  $M_{\star}$  y  $M_{\text{BH}}$  tienden a ser mayores para los progenitores de las galaxias tipo Vía Láctea que para la mayoría de los progenitores del resto de las galaxias centrales.

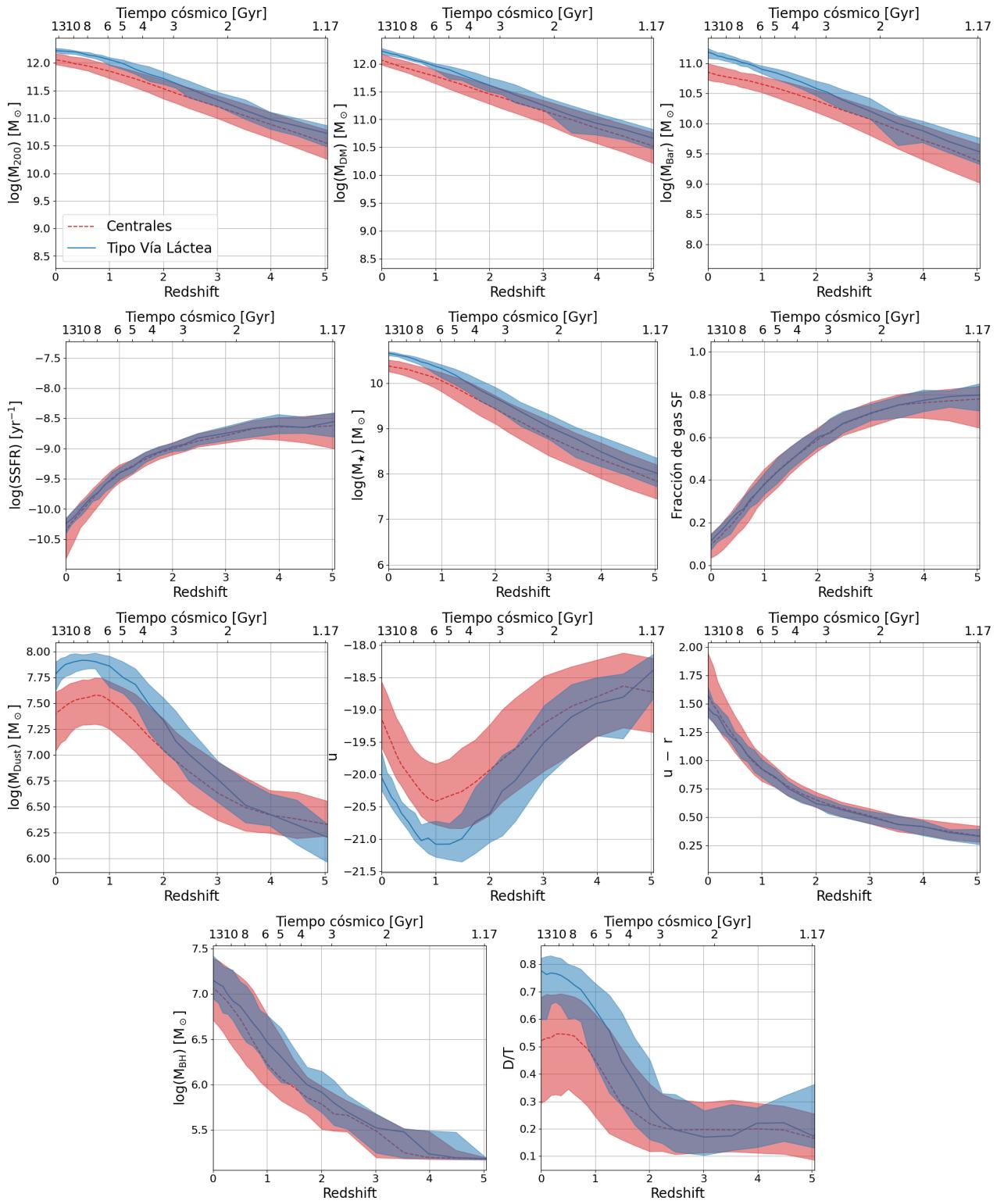
Como es de esperarse, la fracción de gas SF disminuye con  $z$  para las galaxias de nuestras muestras y, como consecuencia, lo mismo ocurre con la SSFR. Entre  $z \approx 3$  y  $z \approx 0$ , la fracción de gas SF decrece en un factor  $\approx 8$ , mientras que la SSFR disminuye en  $\approx 2$  órdenes de magnitud en el mismo período. Para las propiedades SSFR y fracción de gas SF, sólo se observan diferencias significativas entre la muestra de galaxias centrales y de galaxias tipo Vía Láctea para  $z \lesssim 1$ , encontrándose estas últimas por encima de la curva mediana de la muestra general de centrales.

A  $z \gtrsim 3$ , las medianas asociadas a la masa de polvo y el color u-r son similares para las dos muestras analizadas. Pero, a medida que éstas evolucionan en el tiempo, las galaxias tipo Vía Láctea tienden a tornarse más azules que la mayoría de los progenitores de la muestra de centrales, lo que es consistente con la mayor actividad de formación estelar de las primeras. Al mismo tiempo, las galaxias tipo Vía Láctea acumulan mayor masa de polvo conforme pasa el tiempo, lo que también es consistente con el aumento general de la masa de estas galaxias.

Finalmente, notar que, a  $z \sim 3$ , los progenitores de las muestras parecen presentar morfología esferoidal, con una componente discoidal que crece para el

promedio de la muestra conforme pasa el tiempo. En el caso de las galaxias tipo Vía Láctea, tal crecimiento se da de forma más acelerada. Esta última muestra alcanza  $z \approx 0$  con una mediana de  $D/T \approx 0,8$ , mientras que la muestra general de centrales tiene una mediana de  $\approx 0,5$  a  $z \approx 0$ .

Se concluye entonces que, si bien las historias evolutivas de las galaxias tipo Vía Láctea tienen comportamientos similares al resto de las centrales, las diferencias entre algunas de sus propiedades a  $z \approx 0$  ya comienzan a manifestarse entre sus correspondientes progenitores a altos  $z$ . Esto último motiva el interrogante sobre si sería posible diferenciar a los progenitores de la Vía Láctea de otras galaxias observadas a altos  $z$ . En el siguiente capítulo, se explorarán las propiedades de los progenitores de las dos muestras de galaxias (centrales y centrales tipo Vía Láctea, seleccionadas a  $z = 0$ ) a  $z \approx 3$  y se las comparará con las propiedades de la muestra total de galaxias simuladas de igual  $M_\star$  al mismo  $z$ .



**Figura 4.4:** Análisis de diferentes propiedades en función del *redshift* para las muestras de galaxias centrales (color rojo, línea punteada) y galaxias tipo Vía Láctea (color azul, línea sólida). *Primer fila de paneles, de izquierda a derecha:*  $M_{200}$ ,  $M_{DM}$  y  $M_{\text{Bar}}$ . *Segunda fila de paneles, de izquierda a derecha:* SSFR,  $M_*$  y fracción de gas SF. *Tercera fila de paneles, de izquierda a derecha:*  $M_{\text{Dust}}$ , magnitud u y color u-r. *Cuarta fila de paneles, de izquierda a derecha:*  $M_{\text{BH}}$  y  $D/T$ .



# Capítulo 5

## Progenitores de galaxias tipo Vía Láctea vs. galaxias de similar masa a $z = 3$

En el capítulo 4, se estudió la evolución mediana de dos muestras de galaxias seleccionadas, a  $z = 0$ , de la simulación Ref-L100N1504: una muestra de galaxias centrales con masa de halo similar a la Vía Láctea y una submuestra de esta última correspondiente a sistemas con propiedades más similares a la Vía Láctea (ver capítulo 3, para los criterios de selección). En este capítulo, se pretende explorar la posibilidad de distinguir a los progenitores de tales galaxias del resto de las galaxias de similar masa a alto  $z$ . Para este estudio, se toma como referencia el valor  $z \approx 3$ , debido a que es el mayor valor de  $z$  para el cual la mayoría de los progenitores de las muestras utilizadas en este trabajo tienen todas sus propiedades bien resueltas.

Partiendo de la muestra de galaxias centrales y de la muestra de galaxias tipo Vía Láctea, se aplicó el procedimiento descripto a continuación para seleccionar las muestras de galaxias a estudiar a  $z = 3$ :

1. Inicialmente, se determinó la población de progenitores de las dos muestras antedichas que se encuentran en la rama principal a  $z = 3$ .
2. Luego, se determinó el rango de  $M_*$  de los progenitores principales de la muestra de galaxias centrales, obteniendo para la mayoría de los progenitores a  $z = 3$  ( $\approx 90\%$ ):  $10^{7,5} M_\odot \lesssim M_* \lesssim 10^{9,5} M_\odot$ . Los progenitores fuera de este rango mostraban valores muy dispersos para  $M_*$ , por lo que fueron descartados por ser considerados posibles *outliers* o sistemas atípicos; un estudio detallado de los mismos se deja para un futuro trabajo.
3. Se acotaron las muestras originales de progenitores principales a  $z = 3$  (correspondientes a la muestra de galaxias centrales y las galaxias tipo Vía Láctea), considerando los límites mencionados para la masa estelar:  $10^{7,5} M_\odot \lesssim M_* \lesssim 10^{9,5} M_\odot$ .

- Analizando la simulación completa Ref-L100N1504 a  $z = 3$ , se seleccionaron *todas* las galaxias con  $10^{7,5} M_{\odot} \lesssim M_{\star} \lesssim 10^{9,5} M_{\odot}$ . Este conjunto será referido, de aquí en mas, como “muestra total de galaxias a  $z = 3$ ”. La misma será utilizada para evaluar si existe alguna forma de distinguir a los progenitores de sistemas tipo Vía Láctea del resto de las galaxias de igual masa en el mismo  $z$ .

La tabla 5.1 resume el número de galaxias resultante del proceso de selección aplicado a las muestras de galaxias centrales y tipo Vía Láctea.

Poblaciones	$z = 0$	$z = 3$	$z = 3 (10^{7,5} M_{\odot} \leq M_{\star} \leq 10^{9,5} M_{\odot})$
Centrales	880	879	781
Tipo Vía Láctea	61	61	53

**Tabla 5.1:** Número de galaxias seleccionadas a  $z = 0$  y  $z = 3$ , distinguiendo la variación obtenida tras acotar el rango de masas estelares a  $z = 3$ .

A continuación, se analizarán las tres muestras de galaxias que quedaron definidas a  $z = 3$ , las cuales, vale la pena enfatizar nuevamente, están restringidas al rango  $10^{7,5} M_{\odot} \lesssim M_{\star} \lesssim 10^{9,5} M_{\odot}$ :

- Muestra de progenitores principales de las galaxias centrales que, a  $z = 0$ , fueron localizadas dentro de halos con masa similar a la Vía Láctea.
- Muestra de progenitores principales de galaxias que, a  $z = 0$ , fueron clasificadas como “tipo Vía Láctea”.
- Muestra de todas las galaxias en la simulación a  $z = 3$  en el rango de masas considerado.

## 5.1. Distribución de propiedades a $z = 3$

Para las muestras seleccionadas a  $z = 3$ , la Fig. 5.1 compara los histogramas de diferentes propiedades fundamentales de galaxias. Las distribuciones de galaxias fueron normalizadas por la cantidad total de galaxias de cada muestra y se consideró un total de 20 intervalos contínuos (clases) para hacer los histogramas.

Es importante notar que el número total de galaxias graficado en cada panel de la Fig. 5.1 presenta algunas variaciones ya que no todas las propiedades están bien definidas para todas las galaxias. Las razones por las que esto sucede son, en general: 1) como ya se mencionó, algunas propiedades (e.g.  $D/T$ , propiedades fotométricas) sólo pueden estimarse de forma robusta si la galaxia contiene un número suficiente de partículas que aseguren una buena resolución numérica y, a altos  $z$ , el número de partículas por galaxia disminuye significativamente; 2) en algunos casos, se grafican los logaritmos de las propiedades, por lo que los sistemas para los cuales la propiedad asociada tiene valor nulo

no figuran en el gráfico (notar que valores de masa nulo pueden deberse a una insuficiente resolución de la simulación para modelar masas menores a las de las partículas simuladas). En la tabla 5.2, se indican las distintas propiedades graficadas para las tres muestras y el número de galaxias utilizado para analizar sus distribuciones en la Fig. 5.1.

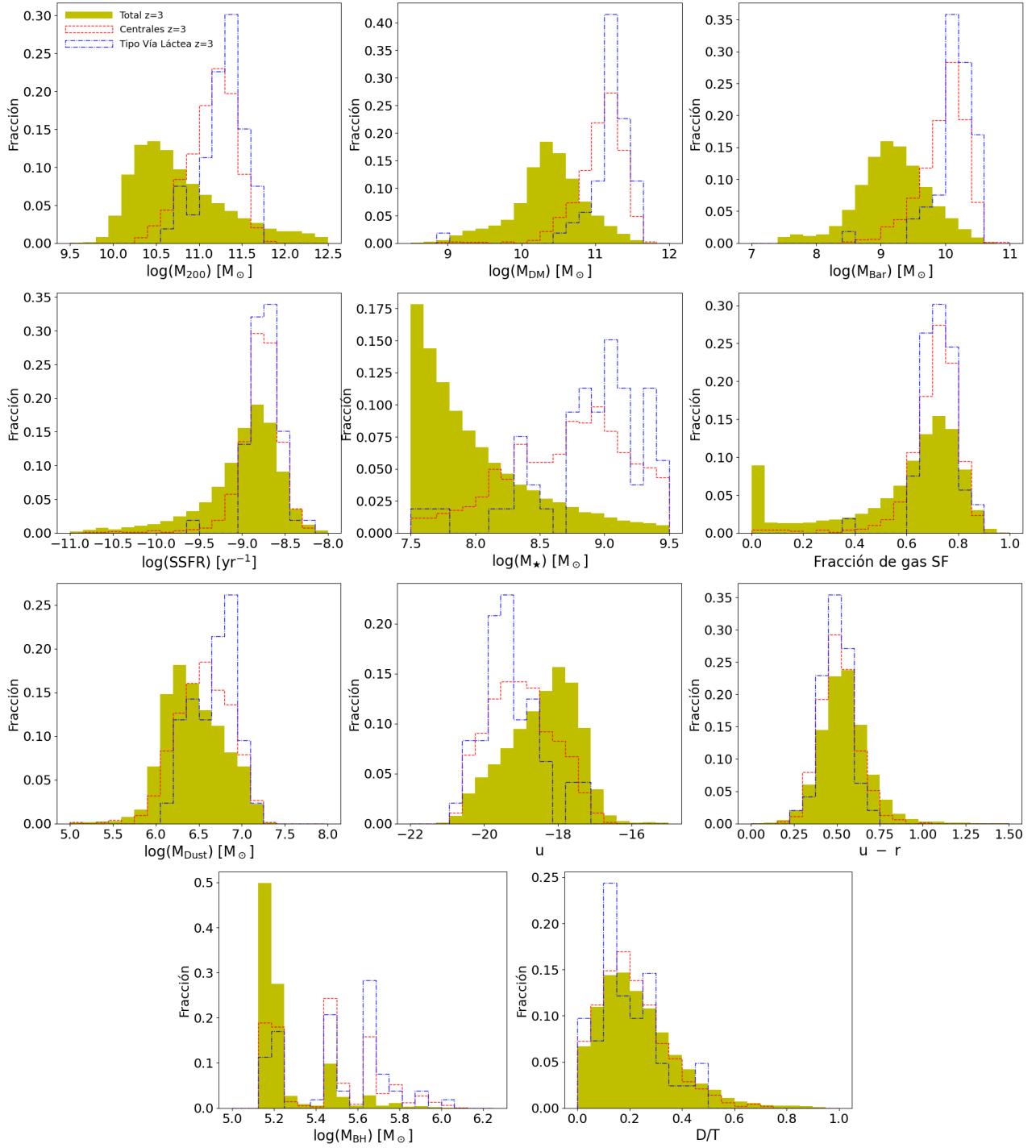
Propiedades	Número de galaxias a $z = 3$		
	Muestra total	Progenitores centrales	Progenitores Vía Láctea
Masa estelar ( $M_\star$ )	55101	781	53
Fracción de gas SF	55101	781	53
Masa bariónica ( $M_{\text{Bar}}$ )	55101	781	53
Masa del halo ( $M_{200}$ )	55101	781	53
Masa de materia oscura ( $M_{\text{DM}}$ )	54679	781	53
SSFR	50720	780	53
Masa de agujero negro ( $M_{\text{BH}}$ )	47421	774	53
Magnitudes y colores	13005	641	48
Masa de polvo ( $M_{\text{Dust}}$ )	7988	530	42
$D/T$	6599	484	41

**Tabla 5.2:** Cantidad de galaxias disponible para graficar las distintas propiedades mostradas en la Fig. 5.1, para la muestra total, la muestra de progenitores de galaxias centrales y la muestra de progenitores de galaxias tipo Vía Láctea (a  $z = 3$  y con  $10^{7.5} \text{ M}_\odot \lesssim M_\star \lesssim 10^{9.5} \text{ M}_\odot$ ).

En la Fig. 5.1, se ve que los progenitores de las galaxias centrales y tipo Vía Láctea poseen masas de halo, de materia oscura y bariónica superiores a la mayoría del total de galaxias en el mismo rango de  $M_\star$  a  $z = 3$ . Por otro lado, los progenitores de las galaxias centrales y tipo Vía Láctea, están dentro de la población con mayor SSFR,  $M_\star$  y fracción de gas a tal  $z$ . Todo esto es consistente: al ser más masivas y poseer mayor cantidad de gas SF, los progenitores de estas últimas galaxias muestran una mayor formación de estrellas y, por lo tanto, mayores masas estelares.

Las muestras de progenitores (centrales y tipo Vía Láctea) también están entre los sistemas con mayor masa de polvo y con colores más azules que el grueso de las galaxias de la población total a ese *redshift*. También, tienden a albergar agujeros negros más masivos que el resto de las galaxias. Sin embargo, como  $M_{\text{BH}}$  es todavía muy bajo a  $z = 3$ , el *feedback* de AGN aún no ha desencadenado el calentamiento del gas, permitiendo a los progenitores de sistemas tipo Vía Láctea estar entre las galaxias que más estrellas forman a ese  $z$ .

En cuanto a la morfología, la distribución de  $D/T$  no presenta diferencias notorias para los progenitores de las galaxias centrales respecto del total de la población a  $z = 3$ . En este valor de *redshift*, las galaxias aún son del tipo esferoidal y, en particular, las galaxias tipo Vía Láctea no han desarrollado su disco.



**Figura 5.1:** Histogramas de propiedades, a  $z = 3$ , para tres muestras de galaxias: progenitores principales de las galaxias centrales (rojo), progenitores principales de galaxias tipo Vía Láctea (azul) y todas las galaxias presentes (amarillo) a tal  $z$ , restringidas al rango  $10^{7.5} M_\odot \lesssim M_\star \lesssim 10^{9.5} M_\odot$  (ver texto, para mayores detalles). *Primer fila de paneles, de izquierda a derecha:*  $M_{200}$ ,  $M_{\text{DM}}$  y  $M_{\text{Bar}}$ . *Segunda fila de paneles, de izquierda a derecha:* SSFR,  $M_\star$  y fracción de gas SF. *Tercera fila de paneles, de izquierda a derecha:*  $M_{\text{Dust}}$ , magnitud  $u$  y color  $u-r$ . *Cuarta fila de paneles, de izquierda a derecha:*  $M_{\text{BH}}$  y  $D/T$

## 5.2. Relaciones de escala a $z=3$

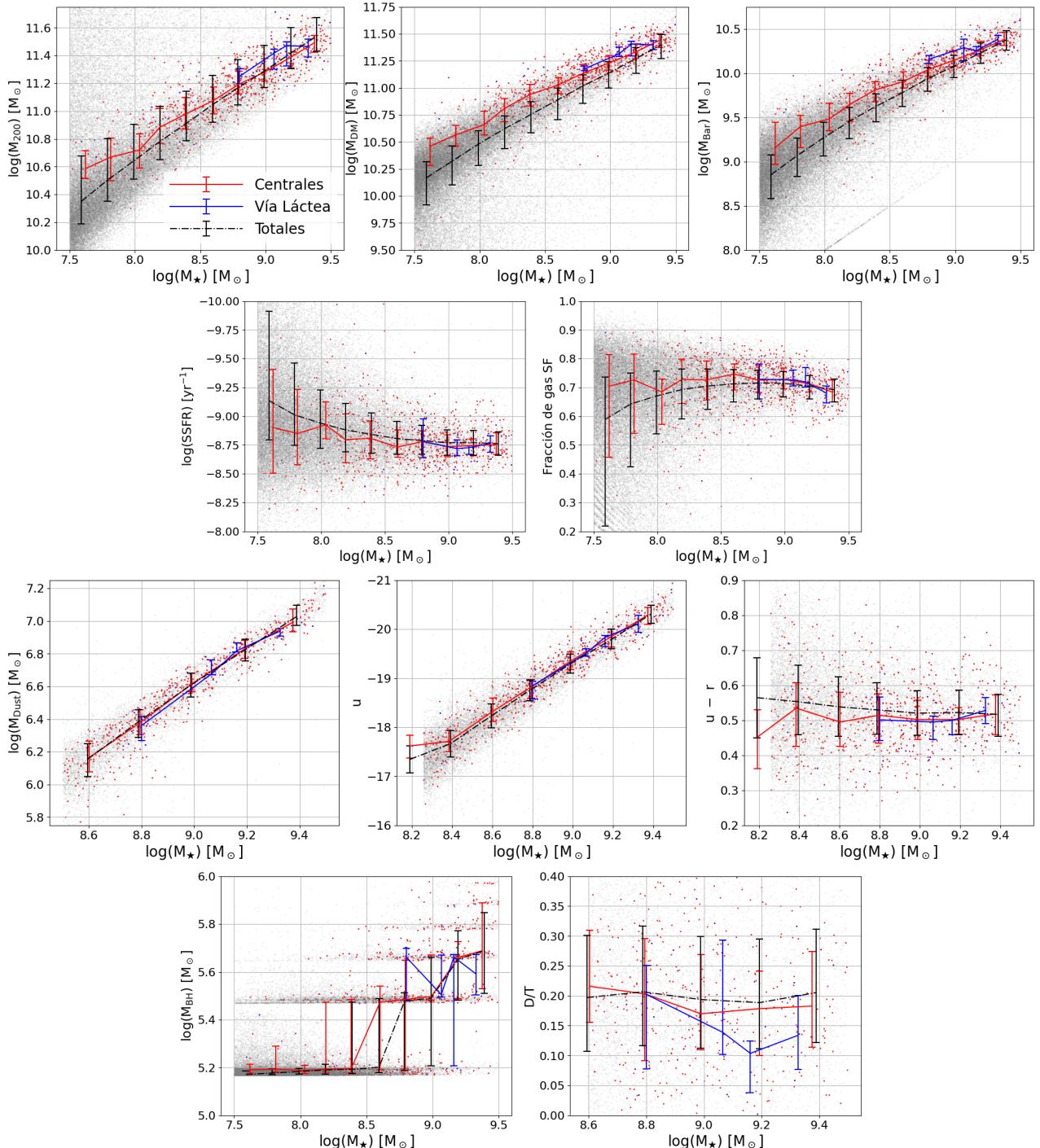
En la sección anterior, se estudió la distribución de distintas propiedades para las tres muestras que definimos, a  $z = 3$ , dentro del rango  $10^{7,5} M_{\odot} \lesssim M_{\star} \lesssim 10^{9,5} M_{\odot}$ . Pero, como se sabe que muchas propiedades de las galaxias están estrechamente correlacionadas con  $M_{\star}$ , es posible que las diferencias encontradas para algunas de las propiedades de las tres muestras estén vinculadas a sus diferentes distribuciones de  $M_{\star}$  a  $z = 3$ . Por esta razón, en esta sección, se analizan las relaciones de escala entre  $M_{\star}$  y las diferentes propiedades graficadas en la Fig. 5.1. La intención aquí es determinar si, a igual  $M_{\star}$  y  $z = 3$ , los progenitores de las 2 muestras seleccionadas a  $z = 0$  se diferencian del resto de la población de galaxias de la simulación. Para este análisis, se calcularon las medianas de las distintas propiedades consideradas dentro de 10 intervalos de  $M_{\star}$ . Además, se estimaron los percentiles 25 y 75 de la distribución obtenida en cada intervalo de  $M_{\star}$ .

En la Fig. 5.2, se pueden comparar las relaciones de escala obtenidas para las tres muestras a  $z = 3$ . Como se ha mencionado anteriormente en el capítulo 3, las propiedades fotométricas y morfológicas no se encuentran bien definidas para todos los valores de masa estelar en la simulación; las galaxias con  $M_{\star}$  muy bajo no presentan un número suficiente de partículas para calcular en forma robusta tales propiedades. Por esto último, en la Fig. 5.2, los paneles asociados a estas propiedades presentan un valor mayor para la cota inferior de  $M_{\star}$ .

Puede verse que  $M_{200}$ ,  $M_{\text{DM}}$  y  $M_{\text{Bar}}$  correlacionan fuertemente con  $M_{\star}$ . La muestra de progenitores de las galaxias centrales cubre el mismo rango de  $M_{\star}$  que el total de la población de galaxias a  $z = 3$ . Y, a  $M_{\star} \lesssim 10^9 M_{\odot}$  fija, se aprecia que tales progenitores tienden a encontrarse entre las galaxias con mayor  $M_{\text{DM}}$  y  $M_{\text{Bar}}$  a  $z = 3$ . Para  $M_{\star} \gtrsim 10^9 M_{\odot}$ , esta tendencia no es tan clara. También, la mediana de  $M_{200}$  es mayor para los progenitores de las galaxias centrales que para el resto de galaxias a  $z = 3$ . Con respecto a la población de progenitores de galaxias tipo Vía Láctea, las tendencias mencionadas son más marcadas que para las centrales en general, pero los valores de  $M_{\star}$  sólo cubren la zona de altas masas.

Respecto del comportamiento de la SSFR y la fracción de gas, no se observan tendencias muy claras debido a la gran dispersión obtenida a masa fija, sobre todo para masas bajas. No obstante, resulta evidente que, a  $M_{\star}$  fijo, los progenitores de las galaxias tipo Vía Láctea no se distinguen del resto de galaxias en cuanto a su SSFR y fracción de gas. Con respecto a  $M_{\text{Dust}}$  y  $u$ , estas correlacionan fuertemente con  $M_{\star}$  y no existen diferencias significativas entre las relaciones de escala obtenidas para las tres muestras. En el caso del color  $u-r$ , a  $M_{\star}$  fijo, se aprecia una leve tendencia de los progenitores de las galaxias centrales y tipo Vía Láctea a presentar colores más azules que el resto de galaxias a  $z = 3$ .

Por completitud, se muestran las curvas obtenidas para  $M_{\text{BH}}$ , pero es importante notar que, debido a que tales masas están cerca del límite de re-



**Figura 5.2:** Relaciones de escala entre  $M_*$  y diferentes propiedades para las tres muestras de galaxias consideradas: progenitores principales de las galaxias centrales (rojo), progenitores principales de las galaxias tipo Vía Láctea (azul) y todas las galaxias presentes (negro) a  $z = 3$ . *Primer fila de paneles, de izquierda a derecha:*  $M_{200}$ ,  $M_{\text{DM}}$  y  $M_{\text{Bar}}$ . *Segunda fila de paneles, de izquierda a derecha:* SSFR y fracción de gas SF. *Tercera fila de paneles, de izquierda a derecha:*  $M_{\text{Dust}}$ , magnitud u y color u-r. *Cuarta fila de paneles, de izquierda a derecha:*  $M_{\text{BH}}$  y  $D/T$ . Las curvas muestran las relaciones medianas y las barras de error, los percentiles 25 y 75.

solución de la simulación, las tendencias obtenidas no son confiables y no se pueden sacar conclusiones robustas. En cuanto a  $D/T$ , si bien la dispersión es grande, resulta interesante que, a  $M_*$  fija, los progenitores de las galaxias tipo Vía Láctea tienden a ser más esferoidales que el resto de las galaxias al mismo  $z$ .

Finalmente, se concluye que, si bien la diferenciación, a altos  $z$ , de los progenitores de galaxias similares a la nuestra puede ser una tarea compleja, las simulaciones cosmológicas pueden aportar claves que ayuden a su identificación. En esta tesis, por ejemplo, se halló que, para ciertos rangos de  $M_*$ , tales sistemas tienden a encontrarse localizados en los halos más masivos, mostrar mayor cantidad de masa bariónica y de materia oscura, y presentar menores valores de u-r. El análisis realizado aquí constituye una primera aproximación al problema. Queda como trabajo futuro ampliar el espectro de posibles propiedades a considerar en la identificación de posibles progenitores, de manera de elaborar posibles estrategias para diferenciar tales candidatos del resto de las galaxias.



# Capítulo 6

## Conclusiones

Esta tesis tuvo como objetivo principal analizar la evolución de galaxias con características similares a la Vía Láctea, desde épocas tempranas del Universo hasta la actualidad. En particular, el fin último del trabajo fue evaluar si los progenitores de las galaxias tipo Vía Láctea se pueden identificar del resto de las galaxias al mismo *redshift*, de manera de realizar aportes que contribuyan en futuras observaciones.

Para realizar este trabajo, se analizaron las simulaciones cosmológicas hidrodinámicas EAGLE, haciendo uso de la simulación Ref-L100N1504. En un principio, se eligieron galaxias con masa de halo similares a la Vía Láctea, o sea, con masas viriales ( $M_{200}$ ) comprendidas entre  $8 \times 10^{11}$  y  $2 \times 10^{12} M_\odot$ . En el capítulo 3, se realizaron histogramas de distintas propiedades para la población general de galaxias en tales halos. Se definieron dos poblaciones: galaxias centrales y satélites. Nuestros resultados mostraron que:

- Las galaxias centrales tienden a poseer mayor masa estelar ( $M_*$ ) que las galaxias satélites. Además, las galaxias centrales presentan  $M_*$  acotada entre  $10^{9,5}$  y  $10^{11} M_\odot$ , siendo esto consistente con datos observacionales de la Vía Láctea.
- Las galaxias centrales muestran metalicidades estelares ( $Z_*$ ) mayores y metalicidades de gas NSF ( $Z_{\text{NSF}}$ ) menores a las de las galaxias satélites.
- En las dos muestras, el gas SF es el más metálico, mientras que el gas NSF es el de menor metalicidad (presentando, a su vez, menores abundancias químicas para todos los metales estudiados).
- La fracción en masa del hierro proveniente de SNIa ( $M_{\text{Fe SNIa}}/M_{\text{Fe}}$ ) es mayor a  $\approx 0,5$  en todas las componentes bariónicas de ambas poblaciones.
- Las galaxias centrales tienden a presentar mayor masa de agujero negro ( $M_{\text{BH}}$ ) que las satélites. Los valores de  $M_{\text{BH}}$  se ubican entre  $10^6$  y  $10^8 M_\odot$ , rango que cubre los valores observados para nuestra Galaxia.
- La población de galaxias centrales tiende a presentar una fracción de masa en el disco ( $D/T$ ) más alta que las satélites.

- La masa de polvo ( $M_{\text{Dust}}$ ) en galaxias centrales tiende a ser mayor que en el conjunto de las satélites.

Además de ello, se estudió la relación entre la variable cinemática  $D/T$  y la morfología, obteniendo una fuerte correlación. Por lo tanto, las galaxias centrales, al poseer mayor valor de  $D/T$  que las satélites, tienden a ser más discoidales (no obstante, se notó una gran dispersión en su distribución de  $D/T$ ).

Como la Vía Láctea puede considerarse una galaxia central, se continuó analizando sólo la población de galaxias centrales. En particular, se analizó la relación entre diferentes propiedades y  $D/T$  para las galaxias centrales. De esta forma, se obtuvo información sobre el tipo de galaxias centrales que habitan halos similares al de la Vía Láctea y cómo son aquellas galaxias según su morfología. En particular, dado que la Vía Láctea presenta forma discoidal, este estudio permitió caracterizar qué propiedades diferencian a este tipo de sistemas de otros más esferoidales en halos de masa similar. Los resultados obtenidos se describen a continuación:

- Las galaxias más discoidales poseen tasa de formación estelar específica (SSFR) y tasa de formación estelar (SFR) más altas, así como también mayor fracción de gas SF ( $f_{\text{SF}}$ ).
- Las galaxias con  $D/T$  alto poseen además, mayor masa estelar.
- Las galaxias con mayor soporte rotacional muestran mayor tamaño ( $R_{50}$ ) y menor edad estelar promedio ( $\tau_{\star}$ )
- La masa de agujero negro es menor en las galaxias más discoidales.
- $Z_{\star}$  y  $Z_{\text{SF}}$  presentan valores más altos a medida que el valor de  $D/T$  crece para las galaxias centrales.
- Las galaxias con  $D/T$  alto tienden a ser más azules (u-r menor). También, poseen mayor masa de polvo interestelar.

Complementariamente, se construyó una matriz de correlación entre las propiedades de galaxias analizadas. Se obtuvo que  $D/T$  correlaciona positivamente con  $M_{\star}$ , SFR, SSFR,  $f_{\text{SF}}$ ,  $M_{\text{Dust}}$ , las metalicidades de todas las fases bariónicas y  $R_{50}$ , mientras que anticorrelaciona con  $\tau_{\star}$ ,  $M_{\text{BH}}$  y el color u-r. En general, las tendencias obtenidas son esperables. Sin embargo, para la masa de agujero negro  $M_{\text{BH}}$ , se requieren más estudios para desentrañar el origen de la tendencia hallada.

Una vez caracterizada en detalle la población de galaxias centrales en halos similares al de la Vía Láctea, se construyó una nueva muestra de galaxias denominadas “tipo Vía Láctea”. Éstas se seleccionaron de la muestra de galaxias centrales localizadas en halos con  $M_{200}$  entre  $8 \times 10^{11} M_{\odot}$  y  $2 \times 10^{12} M_{\odot}$ , requiriendo además que sean centrales dominadas por rotación, que presenten  $M_{\star}$

entre  $4 \times 10^{10} M_{\odot}$  y  $6 \times 10^{10} M_{\odot}$ , y que tengan una SFR mayor a  $0.5 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ . Tales criterios se establecieron a partir de ciertos datos observacionales.

En el capítulo 4, se estudió la evolución temporal de las muestras de galaxias centrales, en general, y tipo Vía Láctea, en particular, con el objetivo de ver si se pueden distinguir entre sí observando sus progenitores principales. En un primer acercamiento al entendimiento de las historias evolutivas, se escogieron dos galaxias individuales con morfologías muy distintas a  $z = 0$ : una galaxia esferoidal y otra discoidal. Se concluyó que las historias evolutivas de galaxias en halos similares al de la Vía Láctea pueden ser muy diferentes; en especial, las fusiones entre galaxias pueden ser procesos clave para determinar o no la formación de galaxias similares a la Vía Láctea. En una etapa posterior, para conocer el comportamiento más típico de las muestras de galaxias aquí usadas, se realizó un estudio estadístico de las historias evolutivas de los progenitores de todas galaxias centrales y todas las galaxias tipo Vía Láctea, obteniendo los siguientes resultados:

- La masa de los halos de los progenitores disminuye a mayor *redshift*, como es de esperarse por la agregación jerárquica de la estructura.
- Las galaxias tipo Vía Láctea tienden a tener mayor masa bariónica y de materia oscura a lo largo de su historia evolutiva. Misma tendencia se observa con la masa estelar.
- La fracción de gas SF es mayor a medida que aumenta el *redshift*. Por lo tanto, también la SSFR crece con el mismo. Los valores de ambas propiedades en galaxias tipo Vía Láctea, son levemente superiores a la mediana de la población general de centrales.
- Ambas muestras de galaxias poseen menor masa de polvo y se encuentran menos enrojecidas en el pasado.
- $M_{\text{BH}}$  es menor a altos *redshifts* para ambas muestras.
- Las galaxias centrales y tipo Vía Láctea poseen menores valores de  $D/T$  en el pasado, con valores menores a  $\approx 0,3$  a  $z \gtrsim 2$ .

En general, el análisis llevado a cabo indica que las galaxias del tipo Vía Láctea son más masivas a lo largo de su evolución temporal, y presentan mayor formación estelar. Por otra parte, se observó que, si bien las historias evolutivas de las galaxias tipo Vía Láctea tienen comportamientos similares al resto de las centrales, las diferencias entre algunas de sus propiedades a  $z \approx 0$  ya comienzan a manifestarse entre sus correspondientes progenitores a altos  $z$ . Esto último motivó el interrogante sobre si sería posible diferenciar a los progenitores de la Vía Láctea de otras galaxias observadas a altos  $z$ . En el capítulo 5, se exploraron las propiedades de los progenitores de las dos muestras de galaxias (centrales y centrales tipo Vía Láctea, seleccionadas a  $z = 0$ ) a  $z \approx 3$ , y fueron comparadas con las propiedades de la muestra total de galaxias simuladas de

igual  $M_*$  al mismo  $z$ . Los resultados obtenidos indicaron que, para ciertos rangos de  $M_*$ , los progenitores de sistemas similares a la Vía Láctea tienden a encontrarse localizados en los halos más masivos, mostrar mayor cantidad de masa bariónica y de materia oscura, y presentar menores valores del color u-r.

Se concluye que, si bien la diferenciación, a altos  $z$ , de los progenitores de galaxias similares a la nuestra puede ser una tarea compleja, las simulaciones cosmológicas, como EAGLE, pueden aportar claves que ayuden a su identificación. El análisis realizado en esta tesis constituye una primera aproximación al problema. Queda como trabajo futuro ampliar el espectro de posibles propiedades a considerar en la identificación de posibles progenitores de galaxias tipo Vía Láctea. Como fin último, se pretende elaborar posibles estrategias para diferenciar candidatos a progenitores de la Vía Láctea del resto de las galaxias presentes a altos valores de  $z$ . Esto podrá ayudar a interpretar datos observacionales actuales y futuros.

# Bibliografía

- Aumer M., Binney J. J., 2009, MNRAS, 397, 1286
- Bell E. F., et al., 2008, ApJ, 680, 295
- Bertola F., Buson L. M., Zeilinger W. W., 1992, ApJ, 401, L79
- Binney J., Gerhard O. E., Stark A. A., Bally J., Uchida K. I., 1991, MNRAS, 252, 210
- Bland-Hawthorn J., Gerhard O., 2016, ARA&A, 54, 529
- Bondi H., Hoyle F., 1944, MNRAS, 104, 273
- Booth C. M., Schaye J., 2009, MNRAS, 398, 53
- Buson L. M., et al., 1993, A&A, 280, 409
- Crain R. A., McCarthy I. G., Frenk C. S., Theuns T., Schaye J., 2010, MNRAS, 407, 1403
- Dalla Vecchia C., Schaye J., 2012, MNRAS, 426, 140
- Davis M., Efstathiou G., Frenk C. S., White S. D. M., 1985, ApJ, 292, 371
- De Rossi M. E., Bower R. G., Font A. S., Schaye J., Theuns T., 2017, MNRAS, 472, 3354
- Deason A. J., et al., 2012, MNRAS, 425, 2840
- Dolag K., Borgani S., Murante G., Springel V., 2009, MNRAS, 399, 497
- Elia D., et al., 2022, ApJ, 941, 162
- Ferguson A. M. N., Irwin M. J., Ibata R. A., Lewis G. F., Tanvir N. R., 2002, AJ, 124, 1452
- Ferland G. J., Korista K. T., Verner D. A., Ferguson J. W., Kingdon J. B., Verner E. M., 1998, PASP, 110, 761
- Font A. S., et al., 2020, MNRAS, 498, 1765
- Genzel R., Pichon C., Eckart A., Gerhard O. E., Ott T., 2000, MNRAS, 317, 348
- Genzel R., et al., 2010, MNRAS, 407, 2091
- Ghez A. M., Salim S., Hornstein S. D., Tanner A., Lu J. R., Morris M., Becklin E. E., Duchêne G., 2005, ApJ, 620, 744
- Guo Q., White S., Li C., Boylan-Kolchin M., 2010, MNRAS, 404, 1111

- Haardt F., Madau P., 2001, in Neumann D. M., Tran J. T. V., eds, Clusters of Galaxies and the High Redshift Universe Observed in X-rays. p. 64 ([arXiv:astro-ph/0106018](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0106018))
- Helmi A., White S. D. M., 1999, MNRAS, 307, 495
- Ibata R. A., Gilmore G., Irwin M. J., 1994, Nature, 370, 194
- Jiang L., Helly J. C., Cole S., Frenk C. S., 2014, MNRAS, 440, 2115
- Kennicutt 1998, ApJ, 498, 541
- Kocsis B., Loeb A., 2014, Space Sci. Rev., 183, 163
- Liu G., Koda J., Calzetti D., Fukuhara M., Momose R., 2011, ApJ, 735, 63
- Marigo P., 2001, A&A, 370, 194
- McMillan P. J., 2017, MNRAS, 465, 76
- Odenkirchen M., Grebel E. K., Dehnen W., Rix H.-W., Cudworth K. M., 2002, AJ, 124, 1497
- Oppenheimer B. D., Schaye J., 2013, MNRAS, 434, 1043
- Pilyugin L. S., Tautvaišienė G., Lara-López M. A., 2023, A&A, 676, A57
- Planck Collaboration 2014, A&A, 571, A1
- Planck Collaboration et al., 2021, A&A, 652, C4
- Portinari L., Chiosi C., Bressan A., 1998, A&A, 334, 505
- Qu Y., et al., 2017, MNRAS, 464, 1659
- Richings A. J., Schaye J., Oppenheimer B. D., 2014, MNRAS, 442, 2780
- Roberts M. S., Hogg D. E., Bregman J. N., Forman W. R., Jones C., 1991, ApJS, 75, 751
- Rosas-Guevara Y. M., et al., 2015, MNRAS, 454, 1038
- Schaye J., 2004, ApJ, 609, 667
- Schaye J., Dalla Vecchia C., 2008, MNRAS, 383, 1210
- Schaye J., et al., 2010, MNRAS, 402, 1536
- Schaye J., et al., 2015, MNRAS, 446, 521
- Schödel R., Ott T., Genzel R., Eckart A., Mouawad N., Alexander T., 2003, ApJ, 596, 1015
- Sevenster M. N., 1996, in Buta R., Crocker D. A., Elmegreen B. G., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 91, IAU Colloq. 157: Barred Galaxies. p. 536 ([arXiv:astro-ph/9508064](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9508064)), doi:10.48550/arXiv.astro-ph/9508064
- Springel V., 2005, MNRAS, 364, 1105
- Springel V., White S. D. M., Tormen G., Kauffmann G., 2001, MNRAS, 328, 726

- Stanek K. Z., Mateo M., Udalski A., Szymanski M., Kaluzny J., Kubiak M., 1994, ApJ, 429, L73
- Thielemann F. K., et al., 2003, in Hillebrandt W., Leibundgut B., eds, From Twilight to Highlight: The Physics of Supernovae. p. 331, doi:10.1007/10828549\_46
- Thob A. C. R., et al., 2019, MNRAS, 485, 972
- Tran H. D., Tsvetanov Z., Ford H. C., Davies J., Jaffe W., van den Bosch F. C., Rest A., 2001, AJ, 121, 2928
- Veilleux S., Cecil G., Bland-Hawthorn J., 2005, ARA&A, 43, 769
- Watkins L. L., van der Marel R. P., Sohn S. T., Evans N. W., 2019, ApJ, 873, 118
- Whitelock P., Catchpole R., Blitz L., 1992, The Center, Bulge, and Disk of the Milky Way
- Wiersma R. P. C., Schaye J., Smith B. D., 2009a, MNRAS, 393, 99
- Wiersma R. P. C., Schaye J., Theuns T., Dalla Vecchia C., Tornatore L., 2009b, MNRAS, 399, 574
- Yanny B., et al., 2003, ApJ, 588, 824
- Zenocratti L. J., De Rossi M. E., Lara-López M. A., Theuns T., 2020, MNRAS, 496, L33
- Zenocratti L. J., De Rossi M. E., Theuns T., Lara-López M. A., 2022, MNRAS, 512, 6164
- Zhao H., Spergel D. N., Rich R. M., 1995, ApJ, 440, L13
- van Dokkum P. G., Franx M., 1995, AJ, 110, 2027

Tesis disponible bajo Licencia Creative Commons, Atribución – No Comercial – Compartir Igual (by-nc-sa) 2.5 Argentina Buenos Aires, 2025