

Universidad Nacional de Córdoba
Facultad de
Matemática, Astronomía, Física y Computación

**Evolución de Galaxias en Grupos Fósiles:
Estudio comparativo entre diferentes
modelos semianalíticos de formación de galaxias**

María José Kanagusuku

Presentado ante la Facultad de
Matemática, Astronomía, Física y Computación
como parte de los requerimientos para la obtención del grado de
Doctora en Astronomía de la
UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA
Mayo 2022
©FaMAF - UNC 2019
Director: Dr. Ariel Zandivarez

Este trabajo by Maria Jose Kanagusuku se distribuye bajo una Licencia
Creative Commons Atribución – No Comercial – Sin Obra Derivada 4.0
Internacional



Resumen

En este trabajo se realizó un estudio estadístico sobre *grupos fósiles* identificados en simulaciones numéricas combinadas con diferentes modelos semi-analíticos de formación de galaxias. Los grupos fósiles son fuentes extendidas en rayos X y están constituidos por una galaxia central muy brillante rodeada por galaxias que son, al menos, dos magnitudes más débiles. Su nombre deriva de la suposición de que estos sistemas son más viejos que los sistemas normales siguiendo el razonamiento de que estos necesitarían más tiempo para lograr formar galaxias gigantes en su centro de potencial. Además estos grupos pueden ser de considerable importancia como posibles lugares de formación de una significativa fracción de galaxias elípticas gigantes, lo cual los transforma en un laboratorio perfecto para poner a prueba las teorías actuales de formación y evolución de galaxias.

A lo largo de este trabajo de tesis hemos intentado profundizar nuestro análisis sobre grupos fósiles, desde posibles escenarios de formación, pasando por el estudio de la evolución de sus propiedades principales, hasta la historia evolutiva de su población de galaxias miembro, buscando siempre similitudes y/o diferencias con lo que se encuentra para grupos “normales” (no-fósiles). Nuestro estudio se ha basado en la hipótesis de que la población de galaxias, tanto brillantes como débiles, que habita estos sistemas particulares pueden haber tenido una historia evolutiva diferente a la de aquellas galaxias que habitan entornos normales. Siguiendo esta motivación, hemos realizado estudios en diferentes estadios evolutivos de los grupos, desde $z = 0$ hasta $z = 1,08$ (~ 8 Gyr).

En una primera etapa, nuestro principal objetivo ha sido comprender la formación de la galaxia central de los sistemas fósiles, es decir, cómo han logrado estos grupos formar una galaxia central que es al menos dos magnitudes más brillante que cualquiera de los demás miembros. Si bien las galaxias centrales han logrado ensamblar la mayor cantidad de su masa través de eventos de fusión mayor, las galaxias débiles de su alrededor pueden haber contribuido a la acreción de materia de las mismas, produciendo una disminución de la población débil. Motivados por esta hipótesis, buscamos caracterizar dicha población de galaxias débiles en sistemas fósiles y compararla con la misma población en sistemas normales. Al mismo tiempo, hemos realizado un análisis evolutivo de algunas de las propiedades principales de las galaxias centrales de grupos fósiles y no-fósiles, buscando nuevamente diferencias y/o similitudes, con la intención de profundizar nuestro entendimiento sobre la formación y evolución de estos objetos.

Finalmente, hemos explorado la posible relación entre grupos fósiles y grupos compactos. Por definición, los grupos compactos son sistemas aislados de 4 a 10 galaxias, altamente densos. Una posibilidad que ha sido sugerida en la literatura es, que ya que las galaxias en los grupos compactos son propensas

a sufrir interacciones, la fusión entre dos o más de ellas podría producir la diferencia en magnitudes observada en los grupos fósiles. Guiados por esta hipótesis, nuestro principal objetivo en esta parte ha sido intentar determinar si existe alguna relación evolutiva entre estos dos tipos de sistemas tan peculiares.

Índice general

Resumen	I
1. Introducción	1
1.1. Introducción General	1
1.2. Definición de grupos fósiles	4
1.3. Antecedentes	8
1.3.1. Resultados Observacionales	8
1.3.2. Resultados numéricos y semianalíticos	11
2. Catálogos de galaxias sintéticas	20
2.1. Simulaciones numéricas de materia oscura	20
2.2. Modelos semianalíticos de formación de galaxias	24
3. Identificación de grupos de galaxias	30
3.1. Catálogo de grupos “Friends-of-Friends”	31
3.1.1. Submuestras de grupos FoF a $z=0$	34

3.1.2. Submuestras de grupos FoF viejos	37
3.2. Muestras para evolución de débiles	41
3.3. Muestras para evolución de brillantes	44
4. Población de galaxias débiles en Grupos Fósiles	49
4.1. Abundancia de galaxias débiles a $z=0$	50
4.2. Abundancia de galaxias débiles a $0 \leq z \lesssim 1$	52
5. Población de galaxias brillantes en Grupos Fósiles	58
5.1. Evolución de las galaxias brillantes	59
5.1.1. Fase fósil de los grupos	61
5.1.2. La galaxia más brillante del sistema	65
5.1.3. Las BCGs en diferentes SAMs	68
6. Fase compacta de los Grupos Fósiles	71
6.1. Definición Observacional de Grupos Compactos	72
6.2. Criterios de compacticidad y aislamiento	74
6.3. Historial de compacticidad de los grupos viejos	78
6.4. Conexión fase fósil - fase compacta de los grupos fósiles	79
6.4.1. Aislamiento de grupos fósiles con fase compacta	85
7. Conclusiones	87

A. Descarga de datos para los diferentes SAMs	95
Bibliography	96

Capítulo 1

Introducción

1.1. Introducción General

En el universo existen grandes aglomeraciones de masa que son las responsables de trazar la distribución de filamentos sobre los cuales se posa la materia. Estas aglomeraciones están compuestas por cientos y miles de galaxias y reciben el nombre de *Grupos* o *Cúmulos*, dependiendo principalmente de la masa de los sistemas o de la cantidad de miembros que posean. El estudio de estos sistemas nos ha permitido avanzar en nuestra comprensión del universo y ha sido una herramienta fundamental a la hora de modelar la formación y evolución de galaxias, ya que es en estos entornos donde ocurren numerosos eventos que van marcando la historia evolutiva de las galaxias que los componen (como ser fricción dinámica, fusiones, efectos de presión de gas, etc.). Las agrupaciones de galaxias existen en una amplia variedad de morfologías, formas y tamaños. Existen diferentes clasificaciones de estos sistemas, entre las que podemos encontrar: grupos difusos, pobres, compactos, ricos, fósiles, entre otros. Las características que diferencian las distintas categorías, como la riqueza y la compacticidad, permiten realizar estudios evolutivos y efectos de entorno en regiones con distintos niveles de densidad. Como se mencionó antes, estos objetos altamente masivos suelen ser un escenario que favorece las interacciones y fusiones de galaxias, procesos muy importantes al estudiar la evolución de las mismas. En estos ambientes las galaxias se encuentran dominadas por un gran pozo de potencial, responsable de las altas velocidades, de importantes efectos de decaimiento orbital y despojo de materia que sufren tanto las galaxias miembros como aquellas que llegan a los grupos a través de filamentos. Según una larga lista de estudios que se han desarrollado hasta la fecha, los diferentes tipos de grupos parecen estar representando diferentes estadios de formación, desde temprano hasta avanzado. A medida que el gru-

po evoluciona, algunas de sus propiedades y características van cambiando, por ejemplo, la fracción de galaxias de tipo temprano, la luz intragrupo y el tamaño de las elípticas gigantes (crecen moviéndose hacia el pozo de potencial). La materia oscura y el gas caliente son despojados de las galaxias y terminan en un halo común relajado. Simulaciones numéricas predicen que un grupo una vez ensamblado puede relajarse para formar una galaxia elíptica (Barnes, 1989) y el tiempo para que los miembros más brillantes se fusionen en una elíptica es más pequeño que el tiempo de Hubble (Zabludoff & Mulchaey, 1998).

En particular, los *grupos fósiles* son asociaciones de galaxias dominadas por una galaxia elíptica gigante, presumiblemente producto de fusiones mayores (Jones et al., 2003; D’Onghia et al., 2005). Dada la época temprana de formación de los grupos fósiles (D’Onghia et al., 2005; Dariush et al., 2007; Kundert et al., 2017), se plantea el siguiente escenario probable para la formación de las galaxias centrales:

- El grupo se forma a alto redshift, $z \sim 1$, con poca incorporación de galaxias brillantes desde su entorno.
- Las galaxias ricas en gas que cayeron al grupo en $z \sim 2$ probablemente pierden su gas por efectos de presión del gas intragrupo, sumprimiendo la formación estelar en estas galaxias haciéndolas parecer tan rojas como aquellas de tipos tempranos.
- Muchas galaxias pueden haber sido canibalizadas por la galaxia central, explicando por qué este objeto es mucho más brillante que los otros de su entorno.
- En consecuencia, se espera que todo el proceso de formación de un fósil conlleve, por lo menos, 4 Gyr.

Si esta interpretación de fusiones de galaxias es correcta, los grupos fósiles pueden ser de gran importancia para el estudio de formación y evolución de galaxias y del medio intragrupo en sistemas aislados, como así también para el estudio de un posible lugar donde se formarían gran parte de las galaxias elípticas brillantes del universo.

Por otro lado, los *grupos compactos* son pequeñas asociaciones de galaxias caracterizadas por una alta sobredensidad y por baja dispersión de velocidades, del orden de $200 - 300 \text{ km s}^{-1}$. Esto los hace escenarios ideales para estudiar la transformación de galaxias a través de procesos de colisión y fusión entre las mismas. Así, como es de esperar, este tipo de sistemas presenta un gran número de miembros interactuantes (Rubin et al. (1991); Mendes de Oliveira & Hickson (1994); Vogt et al. (2013)). Sin embargo, no evidencian una gran fracción de objetos ya fusionados (Zepf, 1993). Los efectos de un entorno tan extremo como el de los grupos compactos sobre sus galaxias miembros y las escalas de tiempo en las que, eventualmente, los grupos compactos colapsen siguen en debate.

Una pregunta interesante que ha surgido es la siguiente: ¿puede un grupo fósil ser el estadio final de un grupo compacto? Una posibilidad es que ya que las galaxias en los grupos compactos son propensas a sufrir interacciones, la fusión entre dos o más de ellas podría producir la diferencia en magnitudes observada en los grupos fósiles (Vikhlinin et al., 1999; Jones et al., 2003). Una de las condiciones que debe cumplir un grupo compacto primitivo es que sea lo suficientemente masivo para transformarse en un grupo fósil, con una masa virial típica mayor que $5 \times 10^{13} \mathcal{M}_{\odot} h^{-1}$. Para este rango de masas, ambas categorías de grupos presentan historias de acreción de materia muy similares (Farhang et al., 2017). Esta posibilidad, es decir, la transición de compacto a fósil, ha sido poco explorada en la literatura. Por lo tanto, para mejorar nuestra comprensión de la historia evolutiva de estos sistemas peculiares es necesario realizar estudios detallados.

El propósito de este trabajo de tesis es estudiar, en primera instancia, a los grupos fósiles, para lograr un mejor entendimiento del proceso de formación y evolución de las galaxias en medios densos, característicos de estos sistemas peculiares. En esta primera etapa centramos nuestra atención en la historia evolutiva de las galaxias centrales de grupos fósiles y en la población de galaxias débiles de los mismos. En este trabajo analizaremos si, además de las diferencias observadas en las diferencias en magnitudes de sus galaxias brillantes, los grupos fósiles y los grupos normales presentan diferencias en cuanto a sus galaxias débiles. Analizaremos la evolución temporal de éstas últimas y su distribución dentro de los grupos. Nuestra hipótesis es que, si bien las galaxias centrales de grupos fósiles han ensamblado la mayor parte de su masa a través de eventos de fusión mayor, la acreción de galaxias satélites del entorno puede haber contribuido de manera significativa al desarrollo de una galaxia elíptica central tan brillante. Si este fuera el caso, esperaríamos encontrar que los sistemas fósiles presentan menor densidad de galaxias débiles que sus contrapartes no-fósiles.

También, estudiaremos con qué frecuencia los llamados grupos compactos (pequeñas asociaciones de pocas galaxias brillantes que están espacialmente relativamente aisladas) pueden dar lugar a la formación de grupos fósiles y grupos no-fósiles. Para esto, enfocaremos nuestra atención en la búsqueda de una posible relación evolutiva entre grupos fósiles y compactos. Entonces, estudiaremos el “historial compacto” de nuestros grupos fósiles, es decir, trataremos de responder la pregunta de si han sido compactos alguna vez, y más aún, buscaremos si existen casos en que grupos que lucieron como compactos hayan dejado de serlo al mismo tiempo que se convirtieron en fósiles desarrollando la gran diferencia en magnitud entre sus galaxias más brillantes.

Todo el trabajo presentado en esta tesis está basado en el análisis de simulaciones numéricas cosmológicas de N-cuerpos, de alta resolución, combinadas con diferentes modelos semianalíticos de formación de galaxias. El uso de estas herramientas nos ha permitido obtener muestras confiables de grupos fósiles en donde realizar los estudios estadísticos necesarios. Estos estudios

involucran el seguimiento temporal de estos sistemas en las simulaciones para realizar un análisis de sus propiedades en distintos estadios de formación.

Para la primera parte de este trabajo, ya que nuestro objetivo principal es realizar un estudio sobre la población de galaxias débiles en grupos fósiles hemos decidido trabajar con la Simulación Millennium II (Boylan-Kolchin et al., 2009), la cual nos permitirá alcanzar la resolución necesaria para estudiar galaxias enanas y tan débiles como aquellas que se observan en el Grupo Local. El modelo semianalítico a utilizar en este caso es el desarrollado por Guo et al. (2011), el cual introduce un tratamiento realista de la evolución de las galaxias satélites y sus fusiones, permitiéndoles continuar formando estrellas por un período más largo de tiempo, como así también incluye el tratamiento de interacciones tidales de galaxias satélites.

Para la segunda parte de este estudio, ya que no estaremos enfocados en la población de galaxias débiles, hemos utilizado además para la construcción de las muestras de galaxias la simulación numérica Millennium I (Springel et al., 2005), siendo ésta ciento veinticinco veces más grande que la Millennium II, y la simulación Multidark (Klypin et al., 2016), lo que nos permitirá obtener muestras estadísticamente grandes. En particular, utilizaremos cuatro modelos semianalíticos que están disponibles públicamente, De Lucia & Blaizot (2007), Guo et al. (2011) y Guo et al. (2013), aplicados a la Millennium I y Millennium II, y Cora et al. (2018) implementado en la Multidark. Nuestro objetivo es realizar estudios comparativos entre los resultados obtenidos con cada modelo semianalítico.

1.2. Definición de grupos fósiles

Este trabajo estará enfocado en el estudio de un tipo particular de sistemas: los *grupos fósiles*, continuando con los trabajos iniciados como parte del trabajo final de mi licenciatura (Kanagusuku, 2014). A continuación se presentará una breve descripción de los estudios más relevantes que se han desarrollado sobre estos sistemas desde su descubrimiento.

Antes de que se defina formalmente la categoría de *grupos fósil*, estos aparecieron en la literatura detectados como fuentes extendidas en rayos X, asociados con una galaxia elíptica gigante, sin evidencias de una población de galaxias débiles a su alrededor. Ponman et al. (1994) identificaron objetos que aparecen ópticamente como una galaxia elíptica aislada, mientras que su emisión en rayos X se extendía al menos hasta 500 kpc del centro. Luego Boehringer et al. (1998) mencionaron la existencia de objetos similares en el relevamiento ROSAT All-Sky Survey.

Años más tarde, Vikhlinin et al. (1999) realizaron un estudio más detallado de objetos a los que llamaron "*X-ray overluminous elliptical galaxies*" (galaxias

elípticas superluminosas en rayos X) o, por su sigla en inglés, OLEG's. Para realizar este trabajo, los autores seleccionaron 4 objetos obviamente dominados por una galaxia elíptica brillante, pero sin concentraciones de galaxias satélites. Para agregar confianza a su selección impusieron dos criterios adicionales: (i) $z \leq 0,2$, pues a redshifts más altos la detección de galaxias débiles es muy difícil; (ii) $|L_{X,bol}| > 2 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$, que corresponde a los grupos pobres de Abell.

Del análisis de las propiedades de estos objetos se encontraron algunos resultados que rápidamente ponen en evidencia la posible existencia de una población de galaxias satélites alrededor de las OLEG's. Entre las características más importantes se encuentran:

- emisión extendida en rayos X
- luminosidad total en rayos X (L_X), masa total y masa de gas caliente, propias de los cúmulos pobres
- luminosidad óptica de la galaxia central ($M_R - 5 \log(h) < -22,5$) típica de las galaxias cD
- relación masa-luminosidad ($250 - 450 M_\odot/L_\odot$) dos o tres veces más grandes que los valores típicos de los grupos

Es por esto que comienza a plantearse en la literatura el siguiente interrogante: *¿Están realmente aisladas las OLEG's?*

Hoy sabemos que lo que antes eran consideradas fuentes espacialmente extendidas en rayos X, asociadas a galaxias elípticas aisladas, son en realidad sistemas de galaxias ligadas gravitacionalmente, dominados por una galaxia elíptica muy luminosa ubicada en el centro del potencial y que presentan una gran emisión en rayos X proveniente del gas caliente y difuso.

Jones et al. (2003) fueron los primeros autores en definir formalmente a esta clase de sistemas. Ellos definieron a los grupos fósiles, en términos observacionales, como fuentes espacialmente extendidas de emisión en rayos X, proveniente del gas caliente y difuso presente en el medio intragrupo, que alcanza una $L_{X,bol} > 2 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$. Su contraparte óptica es un sistema ligado de galaxias con $\Delta M_{12} \geq 2$, donde ΔM_{12} es la diferencia en magnitud absoluta en la banda R entre la primera y la segunda galaxias más brillantes, dentro de medio radio virial proyectado. El límite inferior impuesto a la luminosidad permite excluir grupos pobres y galaxias individuales con pocas galaxias satélites, ya que este tipo de objetos pueden alcanzar una diferencia en magnitud $\Delta M_{12} \geq 2$, debido simplemente al pequeño número de miembros, sin necesidad de algún proceso físico específico. El criterio óptico se aplica dentro de medio radio virial proyectado puesto que dentro de este radio las galaxias L^* han tenido suficiente tiempo para caer al centro del potencial por fricción dinámica (es decir, pueden hacerlo dentro de un tiempo de Hubble).

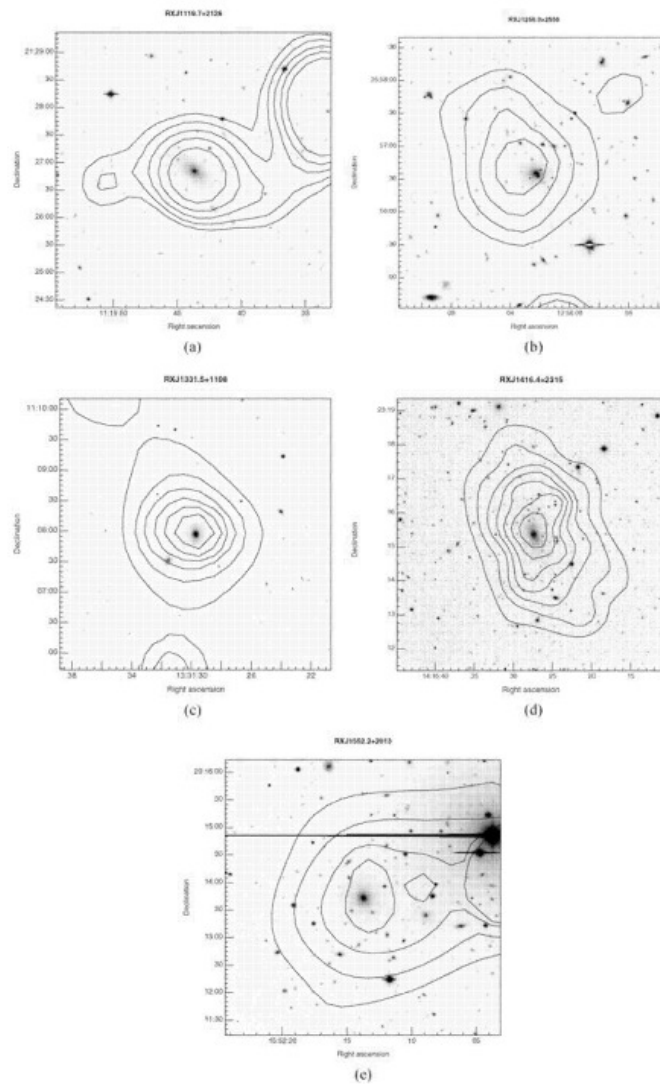


Figura 1.1: Imágenes CCD en la banda R y superpuestas con contornos de rayos X del ROSAT PSPC ($0,5 - 2\text{KeV}$) de los sistemas fósiles. La escala de intensidad de grises es logarítmica. (Figura extraída de Jones et al. (2003)).

Utilizando esta definición, Jones et al. seleccionaron 5 grupos fósiles de una muestra de fuentes extendidas en rayos X. En la figura 1.1 se muestran estos grupos para los cuales, en todos los casos, la galaxia más brillante es una elíptica gigante y se encuentra ubicada en el centro de la emisión de rayos X.

En este estudio encontraron en los sistemas fósiles un exceso en L_X respecto de lo que se espera de sus luminosidades ópticas (L_{opt}). Compararon la L_X de todos los grupos con la L_{opt} total para los grupos de Helsdon & Ponman (2003), y la L_{opt} de la galaxia central de los grupos fósiles (figura 1.2). Los resultados sugieren que para aquellos grupos clasificados como fósiles existe una relación entre una propiedad global del grupo, como lo es la L_X , con una propiedad propia de la galaxia central, como su L_{opt} . Mientras que para los grupos, la relación se da entre las luminosidades L_X y L_{opt} totales del siste-

ma. Si bien ambos ajustes presentan la misma pendiente, nuevamente son los sistemas fósiles quienes poseen mayor L_X , esta vez para el mismo rango de luminosidades ópticas. Los autores propusieron entonces dos posibles explicaciones a la alta L_X : (i) podría ser causada por gas relativamente frío presente en las regiones más internas del grupo, o (ii) por una baja entropía central de gas. Esta última podría ser el resultado de una temprana época de formación, antes de que la mayoría de los grupos se haya formado y consistente con la interpretación de los grupos fósiles como sistemas viejos, relajados, en los cuales las galaxias de luminosidad característica (L^*) se han fusionado.

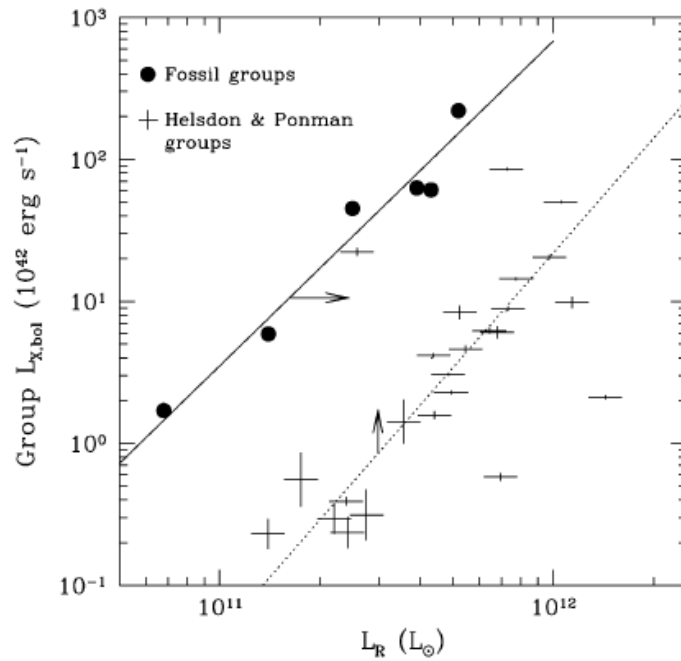


Figura 1.2: Luminosidad bolométrica en rayos X del grupo versus la luminosidad óptica. Los círculos llenos muestran los grupos fósiles, para los cuales la L_{opt} es la de la galaxia central. Las cruces representan la muestra de grupos luminosos en rayos X de Helsdon & Ponman (2003), para los cuales la L_{opt} es la total del grupo. Las líneas muestran los mejores ajustes al conjunto de datos. (Fig 4 de Jones et al. (2003)).

Además, los autores estudiaron la fracción de los grupos fósiles y la de los grupos compactos de Hickson (Ponman et al., 1996), comparadas con la fracción de todos los grupos y cúmulos de igual luminosidad. Teniendo en cuenta que el pequeño tamaño de la muestra no permitiría realizar una estadística muy confiable, estimaron que los grupos fósiles representan entre el 8-20 por ciento de todos los sistemas de L_X similar, siendo al menos tan numerosos como todos los grupos pobres y ricos combinados (de $L_{X,bol} > 2 \times 10^{43} \text{erg s}^{-1}$), y convirtiéndose así en potenciales sitios de formación de una gran cantidad de galaxias elípticas gigantes.

1.3. Antecedentes

A partir de ese momento, diversos autores han contribuido al estudio de los grupos fósiles tanto desde el punto de vista observacional como desde análisis numéricos y semianalíticos.

1.3.1. Resultados Observacionales

Uno de los primeros trabajos posteriores fue el de Mendes de Oliveira et al. (2006), donde calcularon la primera función de luminosidad para un grupo fósil, encontrando una carencia de galaxias para magnitudes -18 , sugiriendo que la galaxia central podría haber crecido en tamaño por fusión de galaxias de luminosidad característica (L^*). La ausencia de galaxias de este tipo les sugirió que los sistemas fósiles deberían ser grupos viejos.

Al mismo tiempo, Khosroshahi et al. (2006a, 2007) reportaron concentraciones de materia oscura más grandes en grupos fósiles que en grupos no-fósiles de masa similar, indicando un diferente potencial gravitatorio (más cuspy) consistente con un escenario de formación temprana. Además, Khosroshahi et al. (2006b) observaron que las galaxias centrales en fósiles y no-fósiles difieren en algunos aspectos. Realizaron un estudio observacional de galaxias centrales en grupos fósiles y encontraron que sus formas isofotales son diferentes de aquellas que habitan sistemas no-fósiles: las de las galaxias centrales en fósiles son frecuentemente elipsoidales (disky), mientras que las de los cúmulos son más bien rectangulares (boxy). Los autores sugieren que si las galaxias centrales de los grupos (BCG) se forman por fusiones entre galaxias grandes, incluyendo galaxias de tipo tardío, las isofotas diskly de los fósiles serían el resultado de fusiones entre galaxias ricas en gas, mientras que las isofotas boxy de las BCG de grupos normales serían un indicativo de fusiones sin gas.

La Barbera et al. (2009) estudiaron diferencias en las poblaciones estelares, encontrando que las galaxias centrales de sistemas fósiles no son tan viejas como aquellas centrales en cúmulos. Por otro lado, Harrison et al. (2012) observaron que para una dada temperatura en rayos X, la BCG de grupos fósiles es más masiva que la de grupos no-fósiles. Así mismo, Proctor et al. (2011) encontraron que los grupos fósiles son deficientes en luminosidad óptica para una dada luminosidad X, por lo que interpretaron a los fósiles como grupos fallidos en lugar de grupos con formación temprana. Según estos autores, los grupos fallidos son sistemas formados con deficiencia de galaxias L^* ya que la mayor parte del gas inicial se usó en la formación de la galaxia central en lugar de formar muchas galaxias de luminosidad característica. Sin embargo, Voevodkin et al. (2010) y Harrison et al. (2012) no encontraron diferencia en la luminosidad óptica entre fósiles y no-fósiles para una dada luminosidad X.

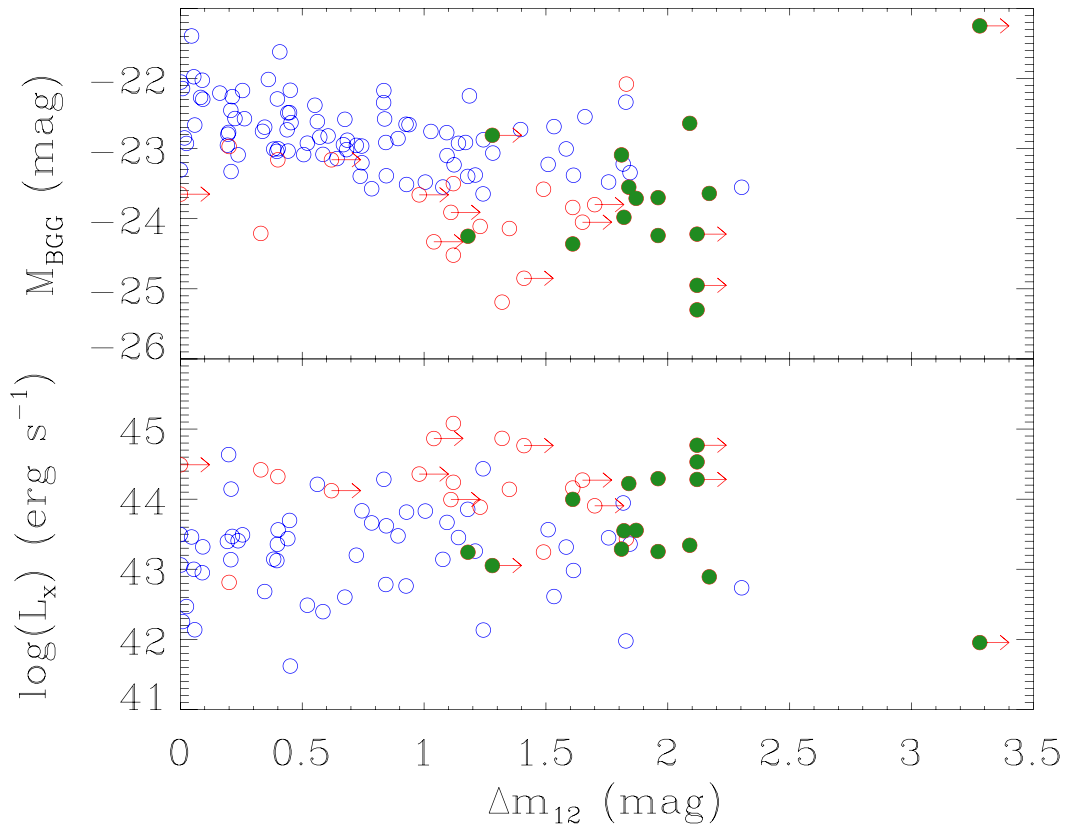


Figura 1.3: Magnitud absoluta de la BCG en la banda r y luminosidad en rayos X de los sistemas como función de la diferencia en magnitud entre las dos galaxias más brillantes (círculos abiertos rojos y azules). Los puntos llenos verdes representan los grupos fósiles del trabajo de Zarattini et al. (2014) (Fig.9 en ese trabajo).

Una mención especial debe realizarse al esfuerzo para recolectar evidencia observacional para estudiar sistemas fósiles conocido como el proyecto “Orígenes de Grupos Fósiles” (FOGO, por sus siglas en inglés “Fossil Group Origins”). Ésta es una colaboración para estudiar los sistemas de galaxias previamente identificados como grupos fósiles por Santos et al. (2007). Esta muestra de 34 grupos fósiles fue utilizada para tratar de analizar en profundidad estos sistemas.

- Aguerri et al. (2011): estudiaron un sistema masivo a redshift intermedio estableciendo que, a pesar de que no cumple con la definición estricta de fósil, es un sistema viejo, no perturbado con poca presencia de galaxias de luminosidad característica.
- Méndez-Abreu et al. (2012): analizaron las diferencias entre las BCGs en fósiles y en sistemas de galaxias normales, encontrando que las BCGs en fósiles tienen diferentes relaciones de escala que las observadas para galaxias elípticas de luminosidades intermedias. Este resultado sugiere que las BCGs de los fósiles sólo pueden haber sufrido fusiones no disipativas en las etapas tempranas de su evolución para luego ensamblar la

mayoría de su masa a través de subsecuentes fusiones sin gas, contrario a lo conjeturado en trabajos previos.

- Girardi et al. (2014) y Kundert et al. (2015): encontraron que, en concordancia con algunos resultados previos, no hay diferencias en la relación luminosidad en rayos X y óptica cuando se comparan sistemas fósiles y no-fósiles.
- Zarattini et al. (2014): encontraron una correlación entre la magnitud de la BCG y la diferencia en magnitud entre las dos galaxias más brillantes del grupo, donde las BCGs en fósiles son más brillantes que en no-fósiles. Sin embargo, no encontraron correlación entre la luminosidad en rayos X y la diferencia en magnitud (ver figura 1.3). Por otro lado, observaron una diferente distribución de la luz óptica en fósiles y no-fósiles, ya que la BCG de los grupos fósiles aporta una mayor fracción de luminosidad óptica al sistema que su contraparte no-fósil. Sumado al resultado obtenido por Girardi et al. (2014); Kundert et al. (2015), en el que los fósiles tiene luminosidades acordes a su masa, concluyen que la luminosidad óptica está distribuida de manera diferente en grupos fósiles, concentrando la mayor parte en la BCG.
- Zarattini et al. (2015): calcularon la función de luminosidad de galaxias en grupos fósiles. Analizando el extremo débil encontraron una deficiencia de galaxias (pendiente $\sim -0,7$), similar al resultado pionero de Mendes de Oliveira et al. (2006) pero en contraposición con el resultado obtenido por Khosroshahi et al. (2007).
- Zarattini et al. (2016): detectaron subestructuras en los grupos fósiles concluyendo que estos no son sistemas relajados ni dinámicamente viejos. En consonancia con Raouf et al. (2014), sostienen que la diferencia en magnitud no es un buen indicador de la edad dinámica de los sistemas.
- Corsini et al. (2018): estudiaron los gradientes de población estelar de las galaxias centrales de dos grupos fósiles, encontrando indicios de que tienen que haber atravesado eventos de fusión, lo que los condujo a postular que los grupos fósiles deben ser sistemas que se producen por fusiones mayores de galaxias más que grupos fallidos con deficiencia de galaxias desde un inicio.

Recientemente, Gozaliasl et al. (2019) construyeron una muestra de 247 grupos con emisión en rayos X y masas en el rango $8 \times 10^{12} - 3 \times 10^{14} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$ desde $z \sim 0,1$ hasta $z \sim 1,5$. Con esta muestra determinaron que el desplazamiento de la galaxia brillante respecto del centro del halo X decrece a medida aumenta la masa del halo y decrece hacia redshift cero. Además, encontraron que ese desplazamiento respecto del centro es menor a medida que crece la diferencia en magnitud entre la 1era y la 2da galaxias brillantes, siendo las BCGs de grupos fósiles las que están más centradas respecto de la emisión X.

1.3.2. Resultados numéricos y semianalíticos

Dos claras posturas se distinguen en la literatura respecto de los grupos fósiles observados: por un lado, están quienes sostienen que los sistemas fósiles son una clase particular de objetos que se formaron -en cualquier época- con una deficiencia de galaxias de luminosidad característica (grupos fallidos); y por el otro lado, está la hipótesis de que los grupos fósiles serían grupos de temprana formación en donde su galaxia central es el resultado de fusiones a lo largo de su historia evolutiva. Con la intención de resolver el interrogante sobre la formación de estos grupos, junto con los trabajos observacionales se han ido desarrollado diversos estudios numéricos y semianalíticos.

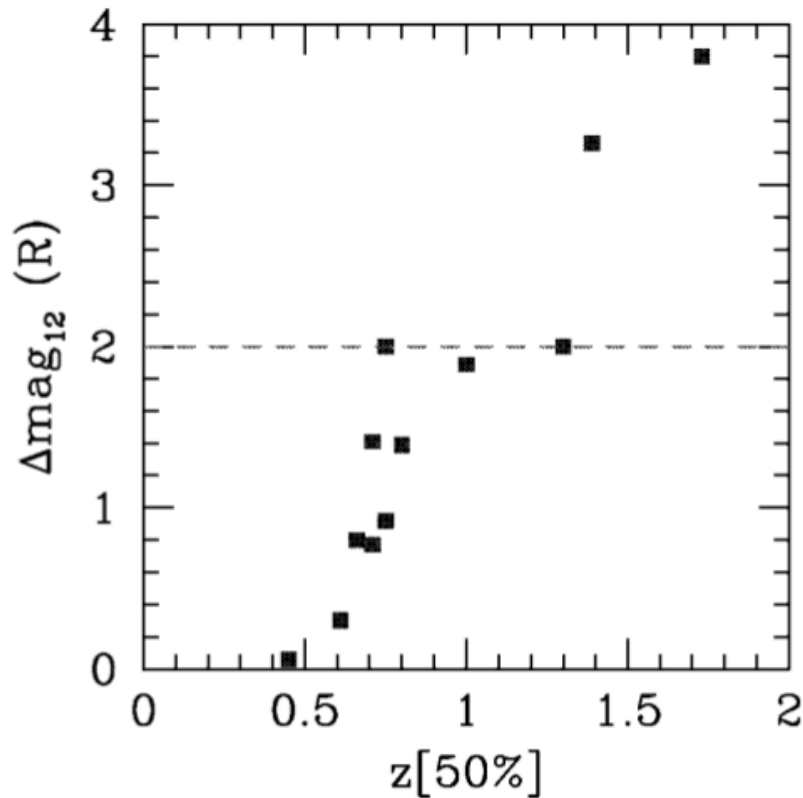


Figura 1.4: Gráfico de ΔM_{12} para cada grupo simulado como función del tiempo de formación, definido como la época en la cual se ha ensamblado el 50% de la masa final. (Figura extraída de D’Onghia et al. (2005)).

Entre los trabajos pioneros en este campo, podemos mencionar a D’Onghia et al. (2005) quienes realizaron un estudio de la formación de 12 grupos extraídos de una simulación hidrodinámica de N-cuerpos para un universo jerárquico. De estos, 4 fueron clasificados como fósiles ($\Delta M_{12} \geq 2$) y 8 como no-fósiles ($\Delta M_{12} < 2$), todos ellos con masas viriales próximas a $\sim 10^{14} h^{-1} M_{\odot}$. Uno de los objetivos de ese trabajo fue realizar un análisis comparativo entre sistemas fósiles y no-fósiles, a través de una posible correlación entre la diferencia en magnitud absoluta, ΔM_{12} , y el tiempo de ensamble del sistema, al cual definieron como el redshift, $z[50\%]$, al cual el grupo ha logrado ensamblar

el 50% de la masa final que alcanzará para $z = 0$. De la figura 1.4, los autores encontraron una clara relación entre estos parámetros, tanto para sistemas fósiles como no-fósiles, siendo los grupos con $\Delta M_{12} \geq 2$ quienes han logrado ensamblar la mitad de su masa final en épocas más tempranas del universo. De esta manera comienza a corroborarse la naturaleza “fósil” de estos sistemas.

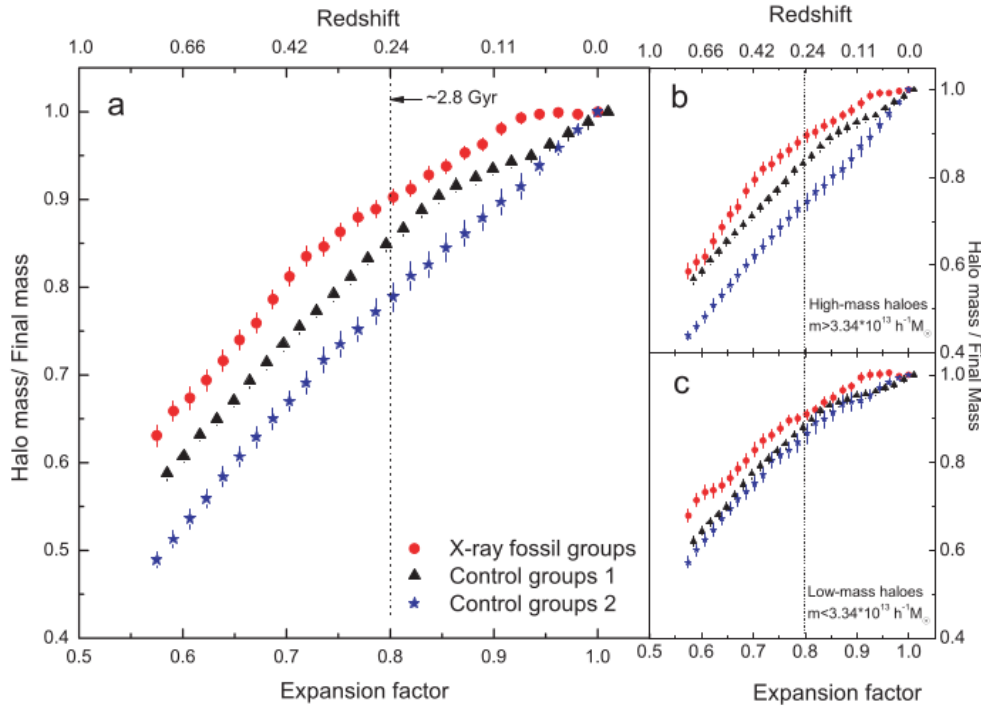


Figura 1.5: Crecimiento de la masa de los halos de materia oscura como función del factor de expansión y redshift, para *fósiles en rayos X* y muestras de control. Panel (a): para todos los halos; panel (b): halos de alta masa ($M_{\text{halo}} \geq 3,34 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$); panel (c): halos de baja masa ($M_{\text{halo}} \leq 3,34 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$). (Figura extraída de Dariush et al. (2007)).

Dariush et al. (2007) utilizaron una simulación cosmológica de N-cuerpos (Millennium I, Springel et al. 2005) combinada con gas y con un modelo semi-analítico de formación de galaxias (Croton et al., 2006) para construir una muestra de grupos simulados con el objetivo de estudiar estadísticamente la fracción de masa del grupo a un dado redshift respecto de su masa final (a $z = 0$) de estos sistemas como función del tiempo (z). Para la muestra de grupos fósiles utilizaron el criterio de selección original desarrollado por Jones et al. (2003). Para la construcción de las muestras de control utilizaron dos criterios: (i) $0,8 \leq \Delta M_{12} \leq 1,0$, y (ii) $0,1 \leq \Delta M_{12} \leq 0,3$; construyendo así dos clases de grupos de control diferentes. Trazaron la evolución de masa tanto de los sistemas fósiles como de los de control, desde $z = 0,82$ hasta el presente (figura 1.5), y los autores encontraron que mientras que los grupos fósiles ya han ensamblado $\sim 90\%$ de su masa final para $z \approx 0,24$, los sistemas de las muestras de control apenas han alcanzado ensamblar un 77% de su masa

final a ese mismo redshift. Además, afirmaron que los sistemas fósiles han ensamblado casi la totalidad de su masa final para $z = 0,1$, y que no presentan evidencias de procesos de fusiones o interacciones recientes. Esto confirmaría el resultado de D'Onghia et al. (2005) utilizando una muestra estadísticamente más grande, y nuevamente refiere a una época temprana de formación para grupos que alcanzarán la condición de fósiles.

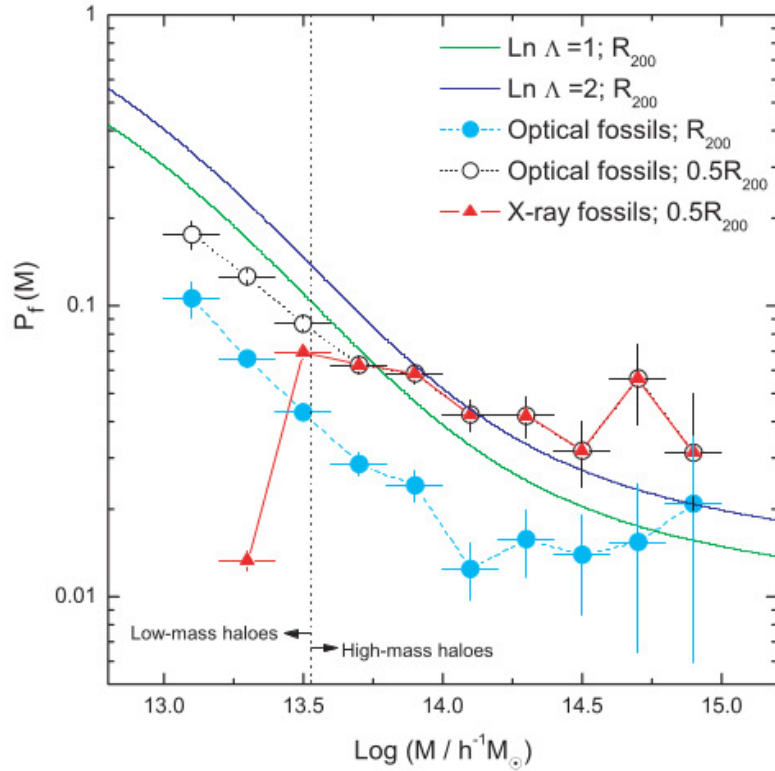


Figura 1.6: Probabilidad de que un halo de materia oscura de masa M sea un grupo fósil en rayos X (triángulos llenos), fósil óptico dentro de medio radio virial (círculos vacíos), o fósil óptico dentro de un radio virial. Las líneas verde y azul corresponden a los modelos teóricos de la tasa de incidencia fósil para dos modelos diferentes (Milosavljević et al., 2006). La línea vertical corresponde una de masa del halo de $M_{\text{halo}} = 3,34 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$ (Figura extraída Dariush et al. (2007)).

Siguiendo con el trabajo Dariush et al. (2007), otro resultado importante que encontraron esos autores es que existe un límite inferior de masas ($M_{\text{halo}} \sim 10^{13,5} h^{-1} M_{\odot}$) que asegura que un grupo cuyo halo progenitor supere este límite, será capaz de desarrollar una L_X suficiente para clasificar como fósil (es decir, será capaz de desarrollar una $L_{X,bol} \geq 0,25 \times 10^{42} \text{erg s}^{-1}$). Los autores estudiaron la tasa de incidencia de grupos fósiles ópticos (sin restricción en luminosidad en rayos X) y grupos fósiles X (con restricción en la luminosidad en rayos X) como función de la masa del grupo (figura 1.6), variando además los radios de búsqueda de las galaxias involucradas en el cálculo de la diferencia en magnitud para los fósiles ópticos, y compararon con modelos teóricos con diferentes cosmologías. De los modelos teóricos, se espera que la probabilidad de encontrar fósiles ópticos crezca al disminuir la masa del grupo. Dariush

et al. encontraron que la probabilidad de encontrar fósiles ópticos decae hasta un factor dos cuando se utiliza como radio de búsqueda un radio virial en lugar de medio radio virial. Además, descubrieron que por debajo del límite de masa los fósiles ópticos que se detectan son *fósiles estadísticos*, es decir que no requieren de ningún mecanismo físico para generar una diferencia en magnitud $\Delta M_{12} \geq 2$. Este resultado es importante para estudios en los que no se dispone de información en rayos X, pudiendo utilizarse la masa del grupo como indicador de la L_X .

Díaz-Giménez et al. (2008) estudiaron también los grupos fósiles en la simulación Millennium I combinada con el modelo semianalítico de De Lucia & Blaizot (2007), pero esta vez apuntando a las propiedades de las galaxias centrales, para conocer detalles de su formación y evolución. Los autores generaron una muestra de grupos simulados en el rango de masas $\mathcal{M}_{\text{halo}} > 5 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$ para asegurar la fuerte emisión en rayos X, y trabajaron con grupos fósiles ($\Delta M_{12} \geq 2$) y grupos de control ($\Delta M_{12} \leq 0,5$). Lo primero que destacaron es que, para una dada masa virial del sistema, son las galaxias de los grupos fósiles quienes presentan masas estelares más altas. Utilizando el árbol de fusiones de las galaxias en las simulaciones, determinaron que las galaxias centrales de los grupos fósiles se han ensamblado, han formado sus estrellas, han sufrido el último evento de fusión mayor y han sufrido múltiples eventos de fusiones menores simultáneos, todo a redshift más bajos que las galaxias centrales de los grupos no-fósiles. Obtuvieron los mismos resultados aún cuando seleccionaron muestras de fósiles y de control con igual distribución de masa virial del grupo, reafirmando además el resultado de Dariush et al. (2007) de que los grupos fósiles ensamblan su masa en épocas más tempranas que los no-fósiles inclusive cuando ambas muestras tengan la misma distribución de masa virial hoy.

Con el objetivo de investigar si el entorno de los grupos podría tener alguna relevancia en cuanto a la evolución diferente que sufren las galaxias en grupos fósiles y no-fósiles, Díaz-Giménez et al. (2011) utilizaron las mismas muestras del trabajo de Díaz-Giménez et al. (2008), y estudiaron el entorno de los grupos haciendo uso de dos aproximaciones diferentes: una local y otra global. Lo hicieron para sistemas fósiles y no-fósiles que tuvieran los mismos tiempos de formación e igual distribución de masas viriales. En primer lugar, estudiaron el perfil de densidad de los grupos y observaron una tendencia de los sistemas fósiles a estar en zonas de mayor densidad para altos redshifts (Figura 1.7: gráficos superiores), mientras que en el presente los fósiles muestran indicios de estar en zonas de menor densidad. En segundo lugar, analizaron los perfiles de densidad local de los grupos y encontraron que los entornos de fósiles y no-fósiles son intrínsecamente diferentes para altos de redshifts (Figura 1.7: gráficos inferiores). Tanto grupos fósiles como no-fósiles presentan un incremento en sus perfiles de densidad local, a distancias del orden de 2.5 radios viriales del centro del sistema, siendo este incremento más notable para los fósiles. Además, los autores demostraron que esta diferencia está relacionada con la época de formación de los grupos. A pesar de la importancia del tiempo

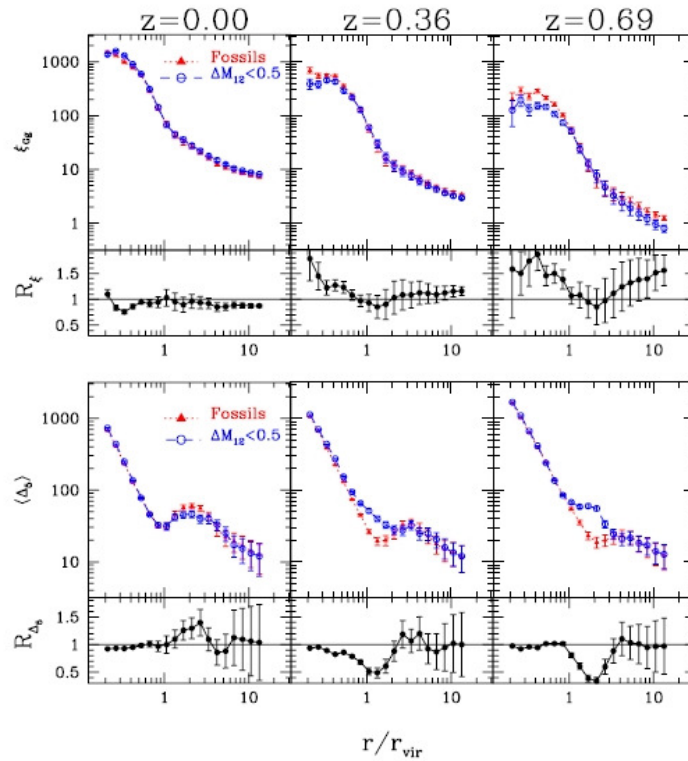


Figura 1.7: Los graficos superiores muestran la evolución del perfil de densidad para fósiles (símbolos rojos) y no-fósiles (símbolos azules), mientras que los graficos inferiores muestran la evolución del perfil de densidad local de los mismo. Los paneles inferiores en cada grafico muestran el conciente de los perfiles correspondientes. (Díaz-Giménez et al. (2011)).

de ensamblado, los autores mostraron que el medio ambiente es diferente entre los sistemas fósiles y los no-fósiles, a lo largo de su historia, lo cual podría aportar pruebas de que el entorno en el que se forman estos sistemas puede tener una importancia relevante en su posterior evolución interna.

Dariush et al. (2010) analizaron grupos con masa $> 10^{13} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$ de temprana formación (viejos) y de tardía formación (jóvenes) en la simulación Millennium I combinada con gas y con el modelo semianalítico de Bower et al. (2006). Entre esos grupos, investigaron la eficiencia de la diferencia en magnitud entre la 1era y la 2da galaxias más brillantes dentro de medio radio virial para seleccionar grupos viejos. Entre sus resultados, los autores encontraron que los grupos viejos menos masivos tienden a desarrollar ΔM_{12} más grande, es decir, entre los grupos viejos más masivos la fracción de fósiles es menor que en los grupos menos masivos. Más aún, la mayoría de los grupos viejos tienen $\Delta M_{12} < 2$, en contra de la idea general de que los grupos viejos desarrollan las diferencias en magnitud absoluta más grandes. Por otro lado, investigaron la evolución de las diferencias en magnitud, encontrando que los grupos fósiles desarrollan esta diferencia sólo durante los últimos 4Gyrs, concluyendo que la fase fósil es un estado temporal de los grupos. Motivados por el resultado de que la clasificación en base a ΔM_{12} no conduce de manera directa a la selec-

ción de grupos viejos, los autores revisaron el criterio tratando de optimizar la identificación de grupos fósiles que sean viejos. Para eso, investigaron el desempeño de ΔM_{1j} , es decir, la diferencia en magnitud entre la primera y la j -ésima galaxias brillantes, para seleccionar grupos viejos, y revisaron también el radio de búsqueda en el que se eligen las galaxias brillantes. Los autores encontraron que utilizar medio radio virial maximiza el número de grupos viejos que se identifican. Por otro lado, el criterio $\Delta M_{14} \geq 2,5$ identifica un 50% más de grupos fósiles, con igual edad que el criterio original, por lo que es recomendable para obtener muestras más grandes. Encontraron además la tendencia de que los grupos seleccionados con el criterio alternativo tienen masas más chicas que los que se seleccionan con el criterio original. Además, vieron que la fase fósil de los grupos definidos con este criterio dura al menos 1Gyr más que con la definición original. Ninguno de los dos criterios es eficiente en seleccionar grupos viejos entre los grupos de menor masa.

Raouf et al. (2014) estudiaron grupos con masas mayores que $10^{13}h^{-1}M_{\odot}$ en la simulación Millennium I combinada con el modelo semianalítico de Guo et al. (2011) para analizar qué tan buen indicador de edad de un sistema es la diferencia en magnitud entre sus galaxias brillantes. En este trabajo analizaron tanto la diferencia en magnitud entre la primera y la segunda galaxias más brillantes como la diferencia en magnitud entre la primera y la cuarta galaxias más brillantes. Los grupos fueron clasificados como viejos si ensamblaron el 50% de su masa final a redshift ≈ 1 , mientras que son catalogados como jóvenes si ensamblaron menos del 30% de su masa a $z \approx 1$. En la figura 1.8 se muestran sus resultados. Los autores corroboraron los resultados de Dariush et al. (2010) de que sólo la diferencia en magnitud no es suficiente para seleccionar grupos viejos, sin embargo es posible mejorar la clasificación si se incorporan restricciones en la luminosidad de la BCG, y confirmaron que el criterio basado en ΔM_{14} es un poco más eficiente en detectar sistemas viejos. Además, mostraron que en los sistemas viejos la BCG está más próxima al centro del grupo. Finalmente, través de parámetros que pueden inclusive ser obtenidos en datos observacionales, propusieron que la combinación de la luminosidad óptica de la BCG, la diferencia en magnitud entre las dos galaxias más brillantes, la masa o luminosidad del grupo y la separación física entre el centroide de luminosidad del grupo y la posición de la BCG permiten diferenciar, con una alta probabilidad, sistemas viejos de sistemas jóvenes.

Kundert et al. (2017) utilizaron la simulación hidrodinámica Illustris I (Vogelsberger et al., 2014) para analizar grupos de galaxias con masas entre $10^{13} - 10^{13,5}$. Los autores encontraron que esta simulación produce grupos con galaxias brillantes con diferencias en magnitud poco realistas, siendo mucho mayores a las observadas ($\langle \Delta M_{12} \rangle \sim 3$), por lo que la fracción de grupos fósiles supera ampliamente a la fracción de grupos normales (80% son fósiles). Los autores atribuyen este efecto a que la simulación Illustris I, produce BCGs mucho más masivas y más brillantes que las observadas como resultado de la receta de feedback utilizada, al mismo tiempo que sobreproduce fusiones de galaxias satélites en las regiones centrales de los grupos (Raouf et al., 2016).

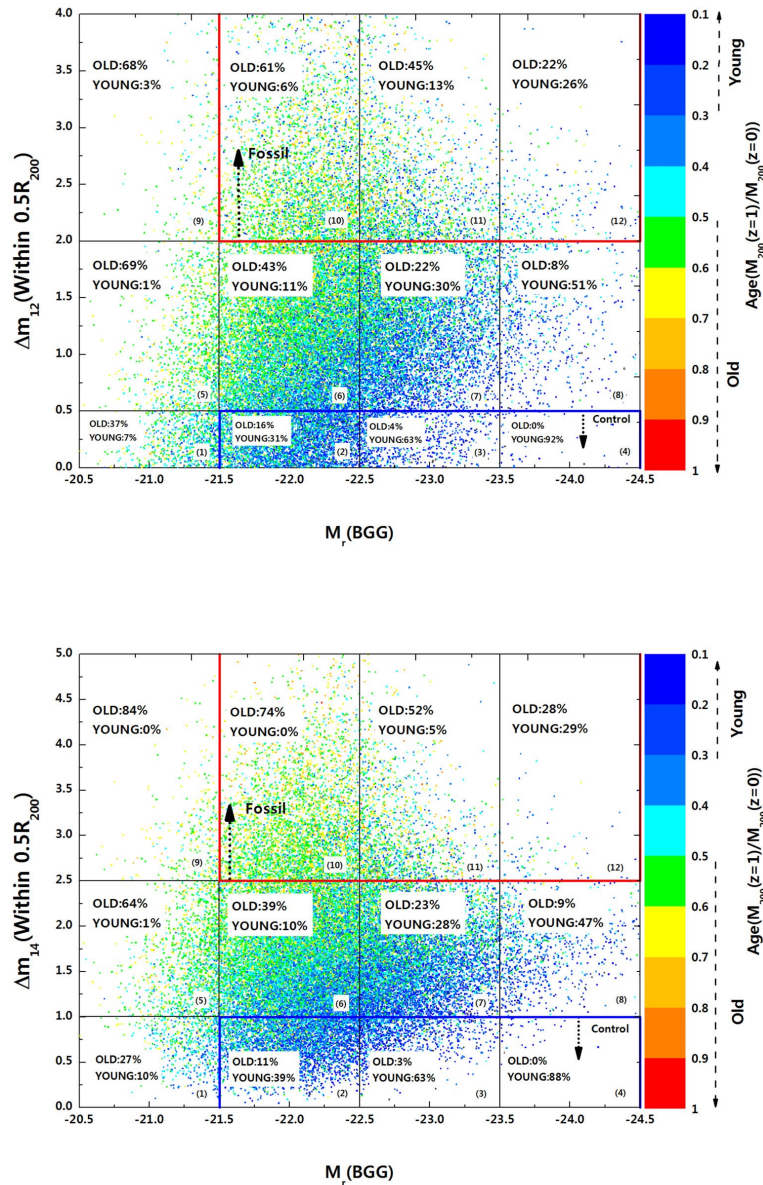


Figura 1.8: Diferencia en magnitud como función de la magnitud absoluta de la BCG. En el panel superior se muestra la diferencia entre la primera y la segunda galaxias más brillantes, mientras que en el panel inferior, la diferencia entre la primera y la cuarta. El código de color es un indicativo de la edad de los sistemas y está basado en el cociente de la masa del grupo en $z \approx 1$ y su masa a $z = 0$. Las líneas rojas y azules determinan los cuadrantes poblados por grupos fósiles y grupos de control. En cada recuadro determinado por cortes en magnitud absoluta y diferencias en magnitud se muestra el porcentaje de grupos viejos y jóvenes por sector (figura extraída de Raouf et al. 2014).

La elección del límite superior en la masa de los grupos se debe a que, a pesar de no alcanzar el límite mínimo para asegurar una fuerte emisión X, no es posible encontrar grupos de control en los rangos de masa más altos en esta simulación. Al comparar la evolución de la galaxia brillante en 46 grupos

fósiles ($\Delta M_{12} \geq 2$ dentro de medio radio virial) con la de 8 grupos no fósiles ($\Delta M_{12} < 2$ dentro de medio radio virial) desde $z \sim 10$ hasta el presente, encontraron que la BCG en ambos sistemas se han ensamblado en épocas similares, aunque la masa estelar de la BCG en grupos fósiles crece más que la masa de la BCG de no-fósiles. Sin embargo encontraron que el número de fusiones mayores es similar en las BCGs de ambos sistemas. En este trabajo, no encontraron diferencia en los tiempos de ensamble de los grupos fósiles, pero sí en el historial de acreción de galaxias. Dado que los grupos fósiles, a diferencia de los no-fósiles, han cesado de acretar galaxias de su entorno a $z \sim 0,4$, los autores concluyen que la falta de acreción de galaxias desde el entorno del halo evita que se restituyan las galaxias brillantes en fósiles, dando lugar a la creación de la gran diferencia de magnitudes en estos grupos en épocas recientes. Estos últimos resultados los llevó a postular que la gran diferencia en magnitud no es un parámetro suficiente para encontrar sistemas de temprana formación ni con galaxias centrales no perturbadas, en consonancia con los resultados de otros trabajos anteriores.

Además de los tiempos de formación y las galaxias centrales de grupos fósiles, también se han tomado como objeto de estudio las galaxias satélites de los mismos.

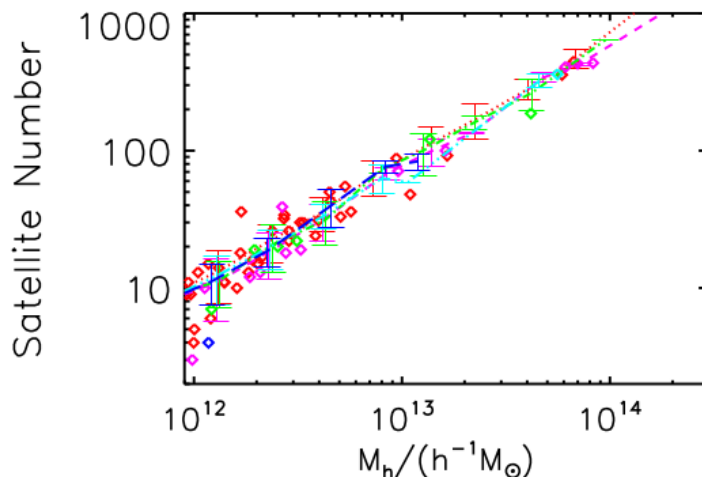


Figura 1.9: Distribución numérica de galaxias satélites de grupos fósiles (diamantes) y no-fósiles (curvas). (Cui et al. (2011)).

En este sentido, Cui et al. (2011) realizaron un estudio de grupos fósiles con masas virales entre $9,0 \times 10^{12} \sim 4,0 \times 10^{13} h^{-1} M_{\odot}$ (bastante más bajas que las masas recomendadas para identificar sistemas fósiles emisores en X) identificados en una simulación hidrodinámica extraída desde la simulación numérica Millennium I y combinada tres modelos semianalíticos con el objetivo de caracterizar las poblaciones de galaxias de los mismos. En particular, estudiaron la población de galaxias satélites, buscando diferencias y/o coincidencias con la misma población en grupos no-fósiles. En la figura 1.9 se observa la distribución numérica de todas las galaxias satélites, tanto de grupos fósiles (diamantes) como de grupos control (curvas), en función de la masa virial del

sistema. Los autores no encuentran diferencias entre ambas distribuciones, por lo que no presentan ninguna posible distinción entre las historias evolutivas de galaxias satélites que habitan sistemas fósiles y aquellas que habitan sistemas normales.

En la misma dirección, Gozaliasl et al. (2014) utilizando el modelo semianalítico de Guo et al. (2011) en la Millennium I estudiaron la evolución de la función de luminosidad de galaxias en grupos fósiles. Los autores encontraron que el extremo débil de la FL de galaxias en fósiles ($M_r \sim -16$) muestra un poco de evolución desde $z = 1$ hasta $z = 0$, con una pendiente empinada (similar a los resultados observacionales de Khosroshahi et al. (2007) y en contraposición con los de Mendes de Oliveira et al. (2006) y Zarattini et al. (2015)) que varía entre $-1,22$ y $-1,3$, mientras que para galaxias en grupos no-fósiles no observan evolución. Por su parte, el extremo brillante de la función de luminosidad, la magnitud característica M^* sufre una importante evolución, con una variación de hasta $-1,5$ magnitudes desde $z = 0,5$ hasta hoy, cuando en grupos de control no se observa ninguna variación. Analizando el número de galaxias con magnitudes en el rango $[-18, -16]$, los autores encontraron que en grupos fósiles este número no evoluciona con el redshift, mientras que en los grupos de control cambia significativamente (42%). De este resultado, los autores concluyen que el cambio en la función de luminosidad se debe a un cambio intrínseco en las magnitudes más que a una variación en el número de galaxias, lo que les sugiere que las galaxias centrales de los grupos fósiles se tienen que haber formado por múltiples fusiones de galaxias masivas desde $z \sim 0,5$. Dado que el tiempo de fusión de galaxias débiles es mayor que el tiempo de fusión de galaxias masivas en grupos, el efecto en este escenario de fusiones es más pronunciado en el extremo brillante de la función de luminosidad de galaxias en fósiles que en el extremo débil.

Capítulo 2

Catálogos de galaxias sintéticas

Las simulaciones numéricas cosmológicas han jugado un papel cada vez más importante en estudios relacionados con la formación de estructuras en el universo. Sin las simulaciones numéricas, el modelo cosmológico plano con materia oscura fría con constante cosmológica (Λ CDM) no se hubiera convertido en el paradigma teórico de la formación de estructuras como lo es hoy en día. La simulación numérica es a menudo la única herramienta disponible para hacer predicciones teóricas y análisis estadísticos confiables en el régimen altamente no lineal de la dinámica gravitacional y la hidrodinámica. Durante las últimas tres décadas se han desarrollado importantes trabajos basados en simulaciones numéricas. Puesto que muchos fenómenos astrofísicos involucran el tratamiento de fenómenos físicos en un amplio rango de escalas, la importancia de los métodos basados en simulaciones numéricas continúa creciendo. Además de las simulaciones numéricas, otra aproximación se ha ido desarrollando para seguir la formación de las galaxias en cosmologías en las cuales las estructuras crecen jerárquicamente. Esta técnica se llama “modelado semianalítico”, que es complementaria a las simulaciones numéricas hidrodinámicas de gas. Estos modelos utilizan las mejores predicciones de la física que describen los procesos hidrodinámicos a través de los cuales tiene lugar la formación de galaxias. En este capítulo describiremos brevemente las características de las simulaciones y modelos semianalíticos utilizados en este trabajo.

2.1. Simulaciones numéricas de materia oscura

En este trabajo hemos utilizado las simulaciones numéricas cosmológicas Millennium Run Simulation I (Springel et al. 2005, MI), II (Boylan-Kolchin et al. 2009, MII) y MultiDark (Klypin et al. 2016, MD). Estas son simulaciones cosmológicas de N-cuerpos, cuya evolución gravitacional fue realizada con el código

go GADGET2 (Springel et al., 2001). Las simulaciones MI y MII trazan la evolución de 10 mil millones (2160^3) de partículas de materia oscura desde redshift 127 hasta el presente en volúmenes cúbicos periódicos, mientras que la MD evoluciona aproximadamente 57 mil millones (3840^3) de partículas desde redshift 120.

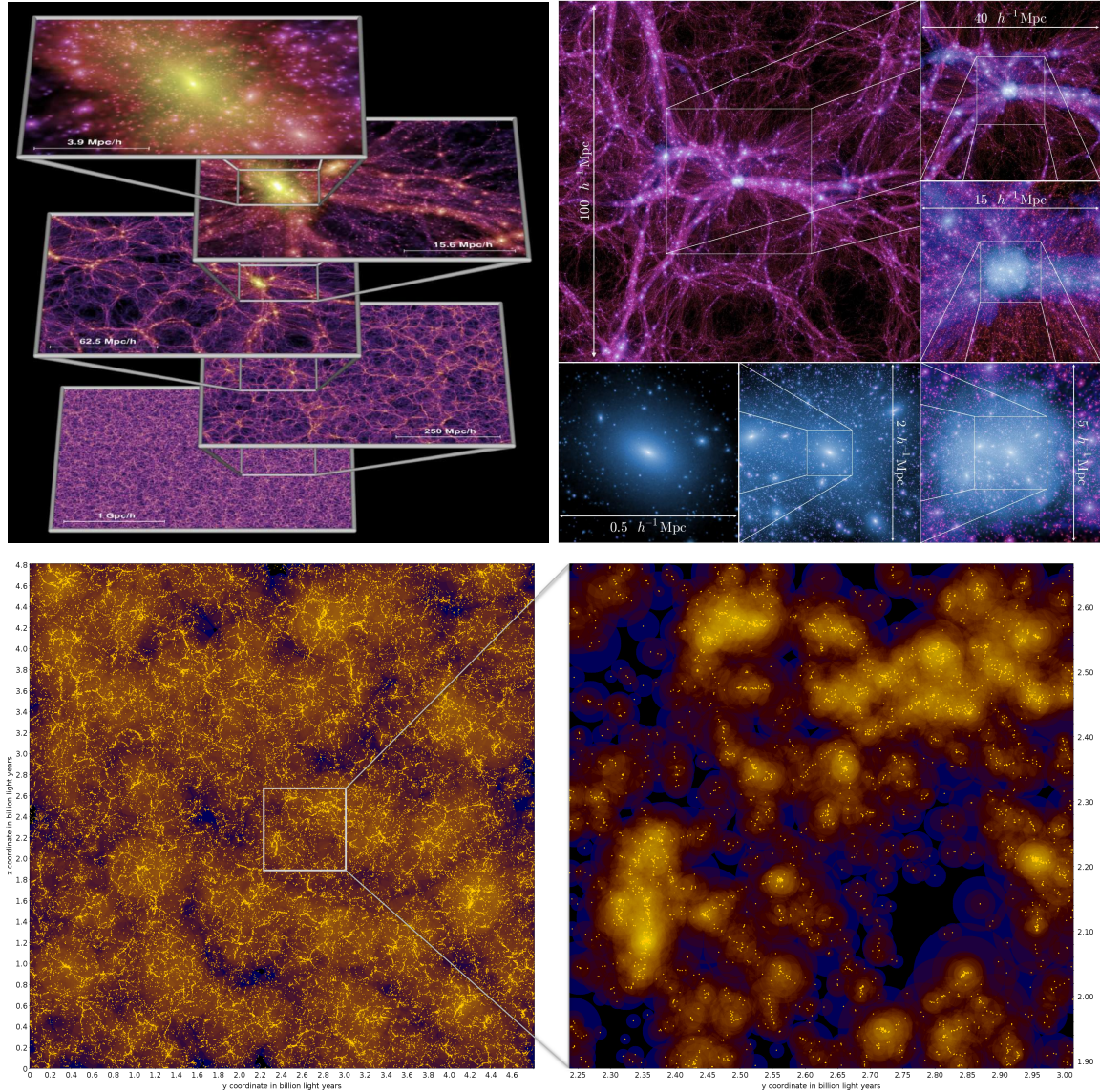


Figura 2.1: Campos de densidad de materia oscura en las simulación MI (Springel et al. 2005, arriba-izquierda), MII (Boylan-Kolchin et al. 2009, arriba-derecha) y MD (Klypin et al. 2016, abajo).

En la figura 2.1 mostramos ejemplos del campo densidad de materia oscura obtenido para cada una de estas simulaciones. Los parámetros cosmológicos de estas simulaciones corresponden a un universo plano con constante cosmológica (Λ CDM). En la tabla 2.1 se muestran algunas de las características principales de las simulaciones utilizadas en este trabajo. Las cosmologías utilizadas en cada simulación viene descritas por los parámetros adimensionales de densidad en materia (materia oscura + bariones, Ω_m), bariones (Ω_b),

y energía oscura (Ω_Λ), índice espectral del espectro de potencia primordial (n), amplitud de las fluctuaciones en densidad en esferas de $8 h^{-1} \text{Mpc}$ al presente (σ_8) y constante de Hubble al presente ($H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$).

Nombre	Cosmología						box [$h^{-1} \text{Mpc}$]	N_p	m_p [$h^{-1} \mathcal{M}_\odot$]
	Ω_m	Ω_b	Ω_Λ	n	h	σ_8			
Millennium I									
WMAP1 ⁽¹⁾	0,250	0,043	0,750	1,00	0,730	0,900	500	2160^3	$8,6 \times 10^8$
WMAP7 ⁽²⁾	0,272	0,045	0,728	0,96	0,704	0,807	500	2160^3	$8,6 \times 10^8$
Millennium II									
WMAP1 ⁽¹⁾	0,250	0,043	0,750	1,00	0,730	0,900	100	2160^3	$6,9 \times 10^6$
Multidark									
Planck ⁽³⁾	0,307	0,048	0,693	0,96	0,677	0,823	1000	3840^3	$1,5 \times 10^9$

Tabla 2.1: Principales características de las simulaciones numéricas utilizadas. Las seis primeras columnas describen las cosmologías utilizadas en cada simulación - ⁽¹⁾ Spergel et al. (2003), ⁽²⁾ Komatsu et al. (2011), ⁽³⁾ Planck Collaboration et al. (2015); “box” es la longitud de un lado del cubo de la simulación; N_p y m_p son el número de partículas y la masa por partícula de materia oscura, respectivamente.

Las posiciones y velocidades de todas las partículas en dichas simulaciones fueron guardadas en 64, 68 y 126 épocas (MI, MII y MD, respectivamente).

Estas partículas son asociadas, a través del algoritmo “amigos de los amigos” (friends-of-friends, FOF) que una partícula que está separada por una distancia menor a 0.2 de la separación media entre ellas (Davis et al., 1985). Como resultado se obtiene un catálogo de subhalos FOF. El árbol de fusiones, que será la base para los modelos de formación de galaxias, son construidos asociando cada subhalo en tiempo t_i con un y sólo un halo descendiente en el tiempo t_{i+1} , siguiendo el modelo de crecimiento jerárquico. En la figura 2.2 se muestra esquemáticamente este proceso.

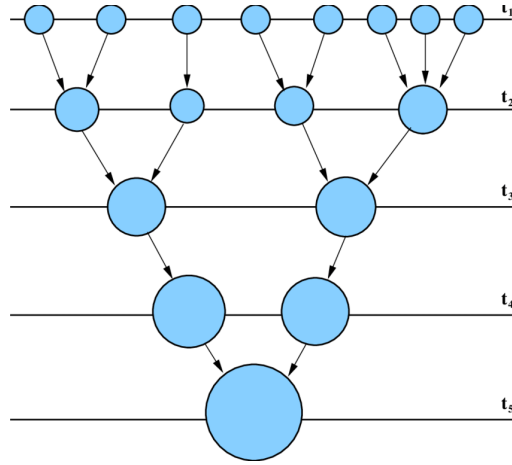


Figura 2.2: Esquema de un árbol de fusiones en una simulación. Las líneas horizontales representan diferentes estadios evolutivos en la historia de formación de los halos. El tamaño de los círculos corresponde a la masa del halo, que crece por fusiones entre halos y/o por acreción de halos pequeños. El halo final se muestra para t_5 (Baugh, 2006).

La principal diferencia entre las simulaciones MI y MII es la resolución. Mientras que la MI evoluciona partículas de masa individual $8,6 \times 10^8 h^{-1} \mathcal{M}_\odot$ en un

cubo de $500 h^{-1} \text{Mpc}$ de lado, la MII evoluciona el mismo número de partículas pero en un cubo de $100 h^{-1} \text{Mpc}$ de lado, obteniendo una masa por partícula 125 veces más chica. Con esta última resolución, halos típicos de galaxias enanas esferoidales pueden ser resueltos. En la figura 2.3 podemos ver las distribuciones de masa de halos FOF extraídos de ambas simulaciones. En rojo se muestra para la MI, mientras la MII se muestra en azul. Vemos que ambas simulaciones se ajustan perfectamente para todo el rango de masas considerado en la MI, y vemos como la MII es capaz de resolver masas más pequeñas. Ya que en la primera etapa del trabajo nuestro objetivo es realizar un estudio sobre la población de galaxias débiles en grupos fósiles, trabajar con la simulación MII nos permitirá alcanzar la resolución necesaria para ese fin.

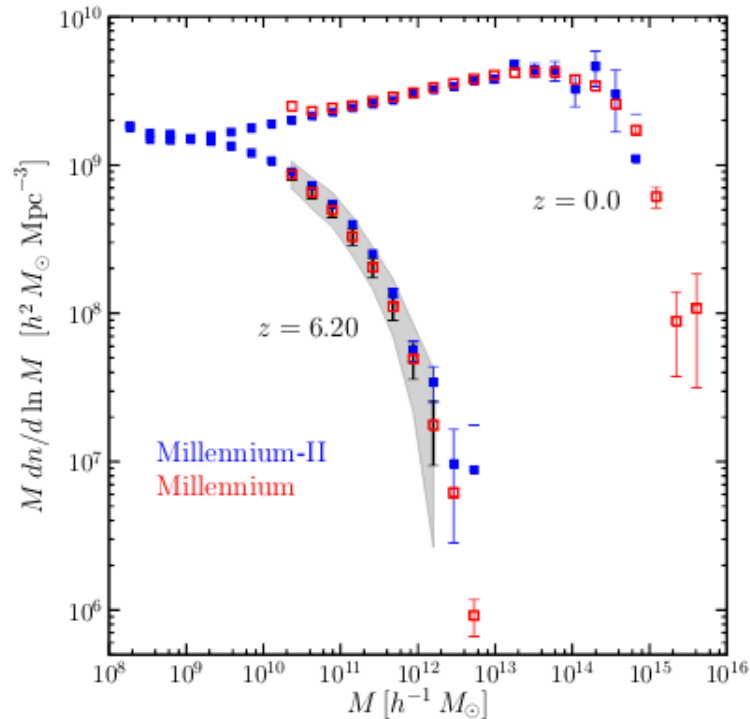


Figura 2.3: Comparación de la distribución de masa de halos FOF para la simulación MI y MII, para dos valores de redshift: $z = 0$ y $z = 6,2$ (Boylan-Kolchin et al., 2009).

Por otro lado, la simulación MD muestra una resolución empobrecida casi un factor 2 comparada con la MI. Sin embargo, el volumen de la MD es 8 veces mayor, lo cual mejora considerablemente la estadística de la distribución de halos masivos en dicho volumen.

2.2. Modelos semianalíticos de formación de galaxias

El *modelado semianalítico* es una aproximación modular que utiliza las mejores recetas semianalíticas para modelar de manera aproximada la física que da lugar a la formación de galaxias. Al igual que en las simulaciones numéricas hidrodinámicas, el grado de aproximación varía considerablemente con la complejidad de la física a ser modelada. Sin embargo, comparados con estos últimos, los modelos semianalíticos tienen como principal ventaja su bajo costo computacional, lo cual los habilita para construir grandes muestras de galaxias con las que se pueden poner a prueba diferentes prescripciones físicas y analizar su efectos rápidamente. En contraposición, la principal desventaja es su alto grado de aproximación. Aún así, varios trabajos en la literatura han demostrado que se han obtenido resultados similares con ambas técnicas (por ej.; Benson et al. 2001; Stringer et al. 2010).

En el modelo estándar, las galaxias se forman a través de condensación del gas frío en los centros de los halos de materia oscura, los cuales a su vez evolucionan según el modelo de crecimiento jerárquico (árbol de fusiones). La evolución de las galaxias depende de diversos factores astrofísicos, como ser: enfriamiento del gas, formación estelar, procesos de retroalimentación (radiativos, químicos e hidrodinámicos) y procesos dinámicos como fricción dinámica y fuerzas tidales entre otros. Por lo tanto, la formación y evolución de galaxias son procesos íntimamente relacionados tanto con características cosmológicas como con procesos astrofísicos.

Los modelos semianalíticos (SAMs) engloban los principales procesos físicos que gobiernan la formación y evolución de galaxias en un conjunto de ecuaciones diferenciales parametrizadas, autoconsistentes e iterativas. Estos procesos son: caída y enfriamiento del gas, reionización del universo, formación estelar, crecimiento del agujero negro central, retroalimentación por AGN y supernovas (enriquecimiento químico), fusiones de galaxias, evolución espectrofotométrica, entre otros. En la práctica, estas ecuaciones son las que describen cómo los bariones se mueven entre diferentes reservorios de masa (halos de materia oscura). A través de un tratamiento analítico, estos bariones son relacionados con los árboles de fusiones y seguidos atrás en el tiempo. Los parámetros de los modelos son ajustados de manera de obtener resultados que se aproximen de la mejor manera posible a las principales propiedades observacionales de la población de galaxias del universo local, como el color, la luminosidad y la función de masa estelar.

Todos estos procesos que los SAMs intentan reproducir de la mejor manera posible pueden verse afectados según la forma en que se trate a cada uno de ellos. Por ejemplo, el tratamiento de retroalimentación de AGN dentro de los modelos reduce la luminosidad y la masa estelar de las galaxias más brillantes, mientras que el de supernova es más efectivo en galaxias de baja masa,

siendo un importante mecanismo que regula la tasa de formación estelar de las mismas. Teniendo en cuenta todos estos procesos y buscando lograr el mejor tratamiento posible, los SAMs han reproducido importantes propiedades observables de galaxias. Sin embargo, muchas veces, esos procesos son tratados de diferentes maneras por distintos autores, dando como resultado diferentes soluciones al problema de formación de galaxias.

En los últimos años, se han desarrollado numerosos trabajos en los cuales se comparan diferentes SAMs, aplicados sobre las mismas simulaciones, buscando similitudes y/o diferencias. Díaz-Giménez & Mamon (2010) analizaron las propiedades de grupos compactos extraídos de tres SAMs diferentes, todos aplicados sobre la simulación MI. Los autores encontraron que la fracción de grupos compactos que no eran verdaderamente densos en el espacio real varía desde 24% a 41% dependiendo del modelo. En el trabajo de Snaith et al. (2011) se compararon tres SAMs, también basados en la simulación MI, poniendo énfasis en el estudio de la función de luminosidad de grupos de galaxias. Los resultados revelaron importantes diferencias entre los modelos, especialmente en la distribución de la diferencia en magnitud entre las primeras y segundas galaxias más brillantes de los grupos. Nuevamente, utilizando la misma simulación, De Lucia et al. (2010) desarrollaron un estudio comparativo entre tres SAMs. Realizaron un análisis de diferentes tratamientos para el enfriamiento de gas y las fusiones de galaxias, encontrando que diferentes tratamientos de fusiones daban como resultado diferencias en las escalas de tiempo de los mismos, con importantes implicaciones en la formación y evolución de galaxias masivas. Recientemente Lu et al. (2014) utilizaron los árboles de fusiones extraídos de la simulación Bolshoi (Klypin et al. (2011)) como entrada de tres SAMs. Concluyeron que, a pesar de la diferentes parametrizaciones de formación estelar y procesos de retroalimentación, los tres modelos arrojaron predicciones cualitativas similares para la historia evolutiva de la masa estelar de las galaxias y la formación estelar.

Autor	Acrónimo	Simul.	Cosmología	Calibración		IMF
De Lucia & Blaizot (2007)	DLB	MI	WMAP1	-	FL	Chabrier
Guo et al. (2011)	G11	MI	WMAP1	SMF	FL	Chabrier
Guo et al. (2011)	G11MII	MII	WMAP1	SMF	FL	Chabrier
Guo et al. (2013)	G13	MI	WMAP7	SMF	FL	Chabrier
Cora et al. (2018)	SAG	MD	Planck	SMF	-	Chabrier

Tabla 2.2: Modelos semianalíticos utilizados en este trabajo. Las siglas en inglés SMF y IMF hacen referencia a la función de masa estelar y a la función inicial de masa respectivamente, mientras que la sigla FL a la función de luminosidad de galaxias. En todos los casos, el modelo de IMF es el construido por Chabrier (2001, 2003). Vale la pena aclarar que la SMF y la LF no son los únicos observables utilizados para calibrar los SAMs, pero si son los históricamente más utilizados para este fin.

Guiados por la motivación de estos autores, hemos decidido realizar nuestros estudios utilizando diferentes SAMs, con el objetivo principal de analizar si los

resultados están sujetos a la elección de un modelo semianalítico particular o no.

Para la primera etapa, donde el objeto de estudio ha sido la población de galaxias débiles en sistemas de galaxias, hemos trabajado con los resultados del modelo semianalítico desarrollado por Guo et al. (2011) aplicado a la simulación MII. Para la segunda parte del trabajo, donde comenzamos a enfocarnos en las galaxias brillantes de sistemas fósiles y en los sistemas como un todo, realizamos estudios comparativos entre cinco modelos de formación de galaxias basados en cuatro cosmologías diferentes, aplicados sobre la MI, MII o MD: De Lucia & Blaizot (2007), Guo et al. (2011) y Guo et al. (2013) y Cora et al. (2018). Los catálogos sintéticos brindan posiciones, velocidades y magnitudes absolutas (en 5 o más bandas, todos incluyendo la banda r_{SDSS} ¹) de las galaxias, como así también otras propiedades como la masa estelar contenida en el bulbo (“bulge”) o en toda la galaxia, entre otras.

En la Tabla 2.2 se muestran algunas de las características principales de los diferentes modelos utilizados en este trabajo. Estos modelos están caracterizados, entre otras cosas, por su cosmología, restricciones adoptadas para la calibración de los parámetros y el modelo de la función inicial de masa adoptada en cada modelo. En el apéndice A, se describen las subrutinas utilizadas para descargar los datos públicos de las galaxias de cada modelo semianalítico².

En general, estos modelos fueron calibrados para reproducir las observaciones en lo que respecta a abundancias, estructura y clustering de las galaxias a bajo redshift como función de sus masas estelares, luminosidades y colores. Para los modelos semianalíticos que usaremos en este trabajo podemos enumerar ciertas particularidades:

- De Lucia & Blaizot (2007) no utilizaron la SMF observacional a $z = 0$ para calibrar sus parámetros libres, por lo tanto puede observarse que la eficiencia de la formación de galaxias es sustancialmente más alta para halos de baja masa y un poco más alta para halos de alta masa. Esto puede observarse en la figura 2.4, donde los datos observacionales fueron extraídos de Henriques et al. (2015). La resolución de la simulación permite estudiar galaxias con masas estelares $> 10^8 h^{-1} M_{\odot}$
- Guo et al. (2011) modifica las prescripciones de sus antecesores (DLB) con el objetivo de lograr un mejor ajuste con los datos observacionales del catálogo Sloan Digital Sky Survey, tanto la FL, como la SMF y los colores. Los cambios se realizaron en la retroalimentación por supernovas, reincorporación de gas eyectado, tamaño de las galaxias, distribución entre satélites y galaxias centrales y efectos del entorno. La figura 2.4 muestra

¹A partir de aquí, llamaremos simplemente r a la banda r_{SDSS}

²Dichos modelos fueron descargados de

<https://wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/millennium/> y <https://www.cosmosim.org>

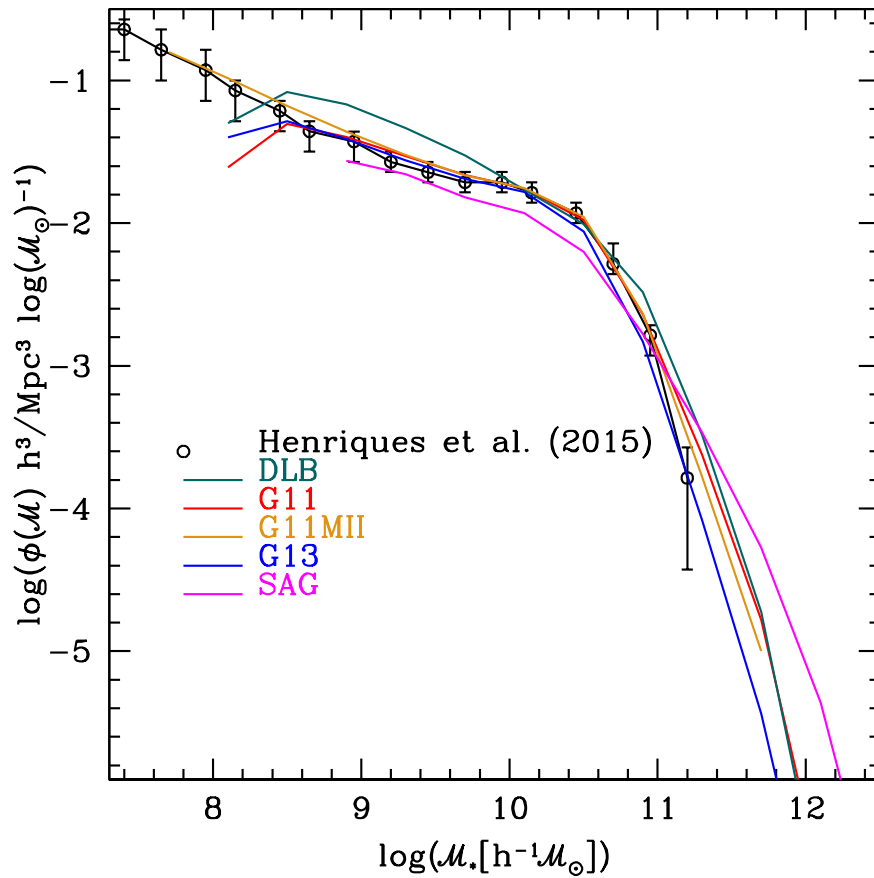


Figura 2.4: Función de masa de galaxias en cada modelo semianalítico para $z = 0$. Los puntos con sus barras de error corresponden a las observaciones utilizadas en el trabajo de Henriques et al. (2015) a partir de datos combinados de los catálogos Sloan Digital Sky Survey (Baldry et al., 2008; Li & White, 2009) y GAMA (Baldry et al., 2012).

claramente esta mejora para el modelo G11, tanto en su aplicación en la MI como en la MII, cuando se compara con datos observacionales. Esta última (G11MII), es la que mejor reproduce la SMF, llegando a resolver masas estelares del orden de $2,5 \sim 10^6 h^{-1} M_{\odot}$.

- Por otro lado, la principal diferencia propuesta por el modelo de Guo et al. (2013) es el cambio de modelo cosmológico, de WMAP1 a WMAP7 (ver Tabla 2.1). Puede verse que los cambios más notables que se dan son una disminución del parámetro σ_8 ($\sim 10\%$) y un aumento del parámetro adimensional de densidad de materia Ω_m ($\sim 10\%$). El primer cambio, que significa una disminución de la amplitud de las fluctuaciones en densidad, provocaría una disminución del número de halos de masa estelar mayor a la característica, al mismo tiempo que un aumento de los halos de masa estelar menor a la característica. Pero el aumento de la densidad prácticamente compensa este efecto, haciendo que la SMF resulte similar a la obtenida en G11 y por consiguiente a las observaciones (ver

figura 2.4).

- Finalmente, el modelo de Cora et al. (2018) esta basado en la cosmología Planck, la cual disminuye el parámetro σ_8 en $\sim 9\%$, pero aumenta la densidad de materia Ω_m en un $\sim 23\%$. Por lo explicado anteriormente, esto redundará en un aumento del número de halos de masa estelar mayor a la característica y en una disminución del número de halos de masa menor a la de referencia. Justamente, la figura 2.4 muestra esta diferencia cuando se compara la SMF obtenida para el SAG con los resultados observacionales La resolución de la simulación permite estudiar galaxias con masas estelares $> 10^9 h^{-1} \mathcal{M}_\odot$.

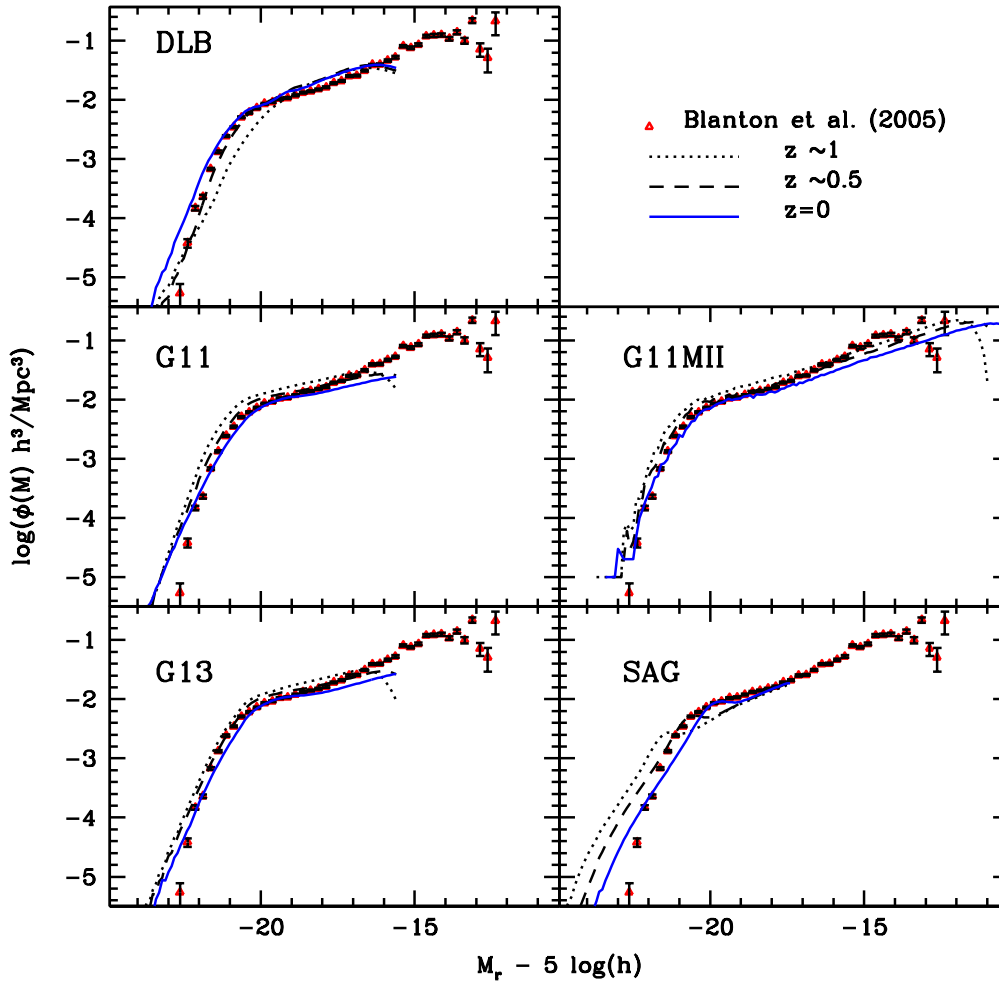


Figura 2.5: Función de luminosidad de galaxias en la banda r en cada modelo semi-analítico para diferentes valores de redshifts. Los puntos con sus barras de error corresponden con las observaciones del trabajo de Blanton et al. (2005) para $z = 0$.

Por último, en la figura 2.5 se muestra la función de luminosidad en la banda r de las galaxias sintéticas extraídas de cada SAM. En cada caso, se confeccionó

la función de luminosidad para diferentes estadios evolutivos de las galaxias ($z \sim 1$ (línea punteada), $z \sim 0,5$ (línea discontinua) y $z = 0$ (línea azul)), con el objetivo de comparar la evolución de las magnitudes absolutas en cada modelo. Todas se compararon con los datos observacionales de Blanton et al. (2005) en la banda r para galaxias a $z = 0$ en el Sloan Digital Sky Survey Data Release 2 (Abazajian et al., 2004). Observar que, debido a la resolución de las simulaciones, los SAM de DLB, G11 y G13 tienen un límite en magnitud absoluta de ~ -16 , mientras que el SAG es completo sólo para magnitudes más brillantes que $-18,5$. En general, podemos ver que las predicciones de los modelos a $z = 0$ ajustan razonablemente bien con las observaciones, aún cuando el modelo de DLB parece mostrar una pequeña sobreestimación del número de galaxias en el extremo brillante de la FL. El único modelo que parece discrepar más con los datos observacionales es el SAG, el cual subestima el número de galaxias más brillantes que la magnitud característica. Esto último es de esperarse ya que la FL de galaxias no fue utilizada en este modelo para la calibración de sus parámetros.

Por otro lado, el modelo de G11MII alcanza una resolución que permite ajustar el extremo débil de la función de luminosidad, posibilitando realizar análisis de poblaciones de galaxias con magnitudes absolutas hasta $M_r \sim -11$. Existe un muy buen acuerdo en la FL de este modelo cuando se lo compara con los datos observacionales.

Respecto de la evolución de la FL en función del tiempo, puede verse que no todos los modelos coinciden en sus predicciones. Mientras la evolución de la función de luminosidad para G11 y G13 es similar, mostrando una pequeña disminución en la densidad de objetos brillantes desde $z \sim 1$ hasta $z = 0$, el SAG muestra un fuerte abrillantamiento para épocas tempranas, mientras que DLB predice justamente lo contrario.

Capítulo 3

Identificación de grupos de galaxias

El crecimiento de una galaxia elíptica central mucho más brillante que sus compañeras dentro de un grupo/cúmulo de galaxias puede pensarse como el desenlace evolutivo de un grupo que se ha formado en tiempos muy tempranos, y que por lo tanto ha tenido el tiempo suficiente para que sus galaxias evolucionen sometidas a fricción dinámica, fusiones y demás procesos físicos que ocurren en el interior de los cúmulos, llevándolos a formar una galaxia central dominante con una magnitud mucho más brillante que sus compañeras.

Sin embargo, como veremos en este trabajo, es posible encontrar grupos que se han formado en la misma época y que no han sido capaces de desarrollar una galaxia central tanto más brillante que sus compañeras. A estos grupos los llamaremos grupos de control.

Que la diferencia en magnitud entre la galaxia dominante de los grupos fósiles con sus compañeras no sea una simple consecuencia del tiempo que llevan evolucionando dentro del grupo nos plantea el interrogante de por qué entre grupos que se han formado al mismo tiempo, algunos son capaces de desarrollar una gran diferencia en magnitud entre sus galaxias brillantes (grupos fósiles) mientras que otros, no (grupos de control).

En este capítulo detallaremos la construcción de las muestras de grupos fósiles y de grupos de control que se utilizarán para estudiar la evolución de galaxias débiles y galaxias brillantes en ambos tipos de sistemas.

3.1. Catálogo de grupos “Friends-of-Friends”

Utilizando las salidas de las galaxias en las simulaciones Millennium I y II y MD, se realizó la identificación de grupos. Para ello, utilizamos un algoritmo “amigos de los amigos”(FoF, por sus siglas en inglés de “Friends-of-Friends”), el cual asocia galaxias que comparten vecinos comunes (“amigos”) en el espacio real (Davis et al., 1985).

El algoritmo empieza buscando los vecinos de una galaxia inicial, ubicados a una separación menor que un dado umbral (D_L) definido como una fracción b de la separación media entre galaxias del universo. Luego, cada subconjunto de galaxias conectadas por una o más vecinas es definido como un grupo FoF. Este método de identificación de estructuras tiene importantes ventajas: en primer lugar, produce un único catálogo de grupos para cada valor elegido de b ; en segundo lugar, todos los miembros de un grupo definido para un b particular, serán miembros del mismo grupo para un catálogo definido con un valor de b más alto. Finalmente, el método no necesita hacer ninguna suposición sobre las formas de los grupos, lo cual permite la identificación de estructuras con formas diversas. El valor de b está directamente relacionado con el valor de las sobredensidades que se desean identificar dado que la densidad de contorno de los halos es $\Delta\rho/\rho = b^{-3}$.

Para realizar el análisis de la historia evolutiva de los grupos, hemos seleccionado las últimas 28 salidas de la simulación MI y MII y 33 para la MD. En los tres casos desde desde $z \sim 1,08$ hasta $z = 0$. Para identificar grupos FoF en cada salida, siguiendo a Zandivarez et al. (2014), debimos tener en cuenta que que la sobredensidad de virialización cambia con el tiempo, y por lo tanto, la longitud de vínculo varía con el redshift según:

$$b(z) = b_0 \left(0,24 \frac{\Delta_{\text{vir}}(z)}{178} + 0,68 \right)^{-1/3} \quad (3.1)$$

donde Δ_{vir} es la sobredensidad de materia encerrada en halos virializados que depende de la cosmología y del redshift según:

$$\Delta_{\text{vir}}(z) = 18\pi^2 \left[1 + 0,399 \left(\frac{1}{\Omega_m(z)} - 1 \right)^{0,941} \right] \quad (3.2)$$

donde

$$\left(\frac{1}{\Omega_m(z)} - 1 \right) = \left(\frac{1}{\Omega_0} - 1 \right) (1+z)^{-3} \quad (3.3)$$

Es sabido que los halos de galaxias son más concentrados que los halos de materia oscura, por lo tanto, para identificar halos que simulen las propie-

dades de halos galácticos, se deberá usar un contraste de densidad más alto de lo que se usaría para materia oscura. En consecuencia, en vez de usar el típico valor de $b(z=0) = 0,2$ que se suele usar en la literatura para los halos de materia oscura, usaremos $b(z=0) = 0,14$ (Eke et al., 2004; Berlind et al., 2006; Zandivarez et al., 2014), lo cual se corresponde aproximadamente con una sobredensidad de contorno de 433 veces la media, para la cosmología WMAP1 a $z=0$.

Para encontrar el valor de b_0 de la ecuación 3.1, se debe reemplazar en dicha ecuación el miembro izquierdo por $b(z=0) = 0,14$ y evaluar los parámetros cosmológicos correspondientes a cada modelo cosmológico utilizado.

Con este algoritmo, en todas las salidas de las simulaciones se identificaron los sistemas con 4 o más miembros. En la tabla 3.1 se listan, como ejemplo, los números de grupos identificados en algunas de las salidas analizadas.

Tabla 3.1: Identificación de grupos FoF con cuatro o más miembros en algunas de las salidas utilizadas de las simulaciones.

redshift		DLB	G11	G11MII	G13	SAG
$z = 0$	N_g	15495287	9823107	655873	10346179	36328913
	$\Delta\rho/\rho$	433			423	410
	D_L [kpc h ⁻¹]	265	309	152	306	406
	$N_{\text{FoF}} (N_m \geq 4)$	375199	263463	16167	291556	740160
$z \simeq 0,5$	N_g	15465848	12328013	714536	12829161	35446869
	$\Delta\rho/\rho$	366			363	358
	D_L [kpc h ⁻¹]	281	303	156	299	429
	$N_{\text{FoF}} (N_m \geq 4)$	403159	376332	21082	415167	810823
$z \simeq 1$	N_g	13616974	13876844	744818	13389780	33417772
	$\Delta\rho/\rho$	348			346	345
	D_L [kpc h ⁻¹]	298	296	157	300	443
	$N_{\text{FoF}} (N_m \geq 4)$	302972	462366	25178	456708	698966

Nota: N_g : número de galaxias semianalíticas en el cubo de cada salida, con masa estelar $\mathcal{M}_* \geq 10^8 \mathcal{M}_\odot h^{-1}$ y magnitud absoluta en la banda r $M_r < -16$ para el caso de DLB, G11 y G13, $\mathcal{M}_* \geq 2,5 \times 10^6 \mathcal{M}_\odot h^{-1}$ y $M_r < -11$ para G11MII, y $\mathcal{M}_* \geq 10^9 \mathcal{M}_\odot h^{-1}$ y $M_r < -18,5$ para SAG; $\Delta\rho/\rho$: densidad de contorno de los grupos FoF identificados en cada salida; D_L : separación máxima entre galaxias que son conectadas por el algoritmo; N_{FoF} : número de grupos identificados por el algoritmo con número de miembros (N_m) mayor o igual a 4.

Finalmente, se estimaron los correspondientes parámetros físicos principales. La masa virial de los grupos se calculó usando la fórmula de Limber & Mathews (1960):

$$\mathcal{M}_{\text{vir}} = \frac{\sigma^2 R_{\text{vir}}}{G} \quad (3.4)$$

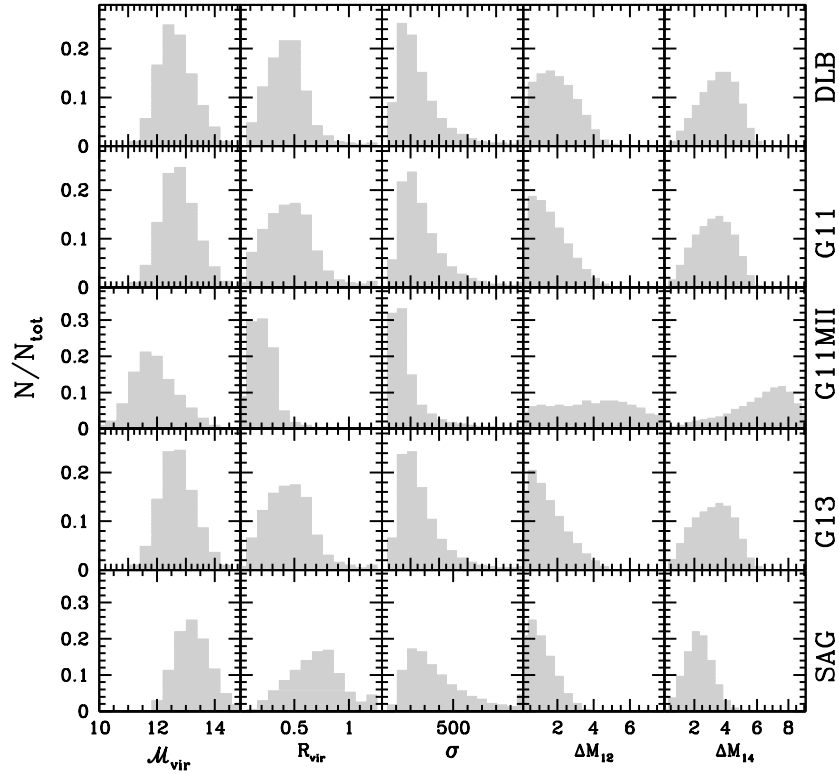


Figura 3.1: Propiedades de los grupos FoF identificados a $z=0$ con la sobredensidad de virialización y que tienen 4 o más miembros. De izquierda a derecha se muestran: masa virial \mathcal{M}_{vir} [$\log(\mathcal{M}_{\text{vir}}/\mathcal{M}_{\odot}h^{-1})$], radio virial R_{vir} [$h^{-1}\text{Mpc}$], dispersión de velocidades σ_v [km s^{-1}], diferencia en magnitud absoluta en la banda r dentro de medio radio virial entre la primera y la segunda/cuarta galaxias más brillantes de los grupos, ΔM_{12} y ΔM_{14} .

donde G es la constante de gravitación universal, σ es la dispersión de velocidades de sus galaxias miembro, y R_{vir} es el radio virial del sistema. El radio virial se estima usando:

$$R_{\text{vir}} = \frac{N_g(N_g - 1)}{2 \sum_i \sum_{j < i} (r_{ij})^{-1}} \quad (3.5)$$

donde N_g es el número de galaxias miembro y r_{ij} son las distancias entre galaxias.

En la figura 3.1 se pueden ver las distribuciones de las principales propiedades de los grupos FoF en $z = 0$, para los diferentes modelos semianalíticos utilizados en esta tesis. De izquierda a derecha, se muestra: masa virial \mathcal{M}_{vir} [$\log(\mathcal{M}_{\text{vir}}/\mathcal{M}_{\odot}h^{-1})$], radio virial R_{vir} [$h^{-1}\text{Mpc}$], dispersión de velocidades σ_v [km s^{-1}], diferencia en magnitud absoluta en la banda r dentro de medio radio virial entre la primera y la segunda/cuarta galaxias más brillantes de los

grupos, ΔM_{12} y ΔM_{14} . Podemos ver que para el modelo G11MII se alcanzan las masas más pequeñas, llegando a resolver masas viriales $\sim 10^7 \mathcal{M}_\odot h^{-1}$. Esto hace, de alguna manera, que las distribuciones de ΔM_{12} y ΔM_{14} para este modelo abarquen un amplio rango de valores.

3.1.1. Submuestras de grupos FoF a $z=0$

En la sección anterior hemos descripto brevemente cómo se realizó la identificación de los grupos FoF en cada SAM, para todas las salidas seleccionadas. Una vez construida dicha muestra general, se confeccionaron submuestras de grupos FoF a $z = 0$, de donde luego se extraerán los grupos fósiles y no-fósiles (control) con los que realizaremos nuestros estudios.

Para la construcción de dichas submuestras de grupos FoF, hemos incluido los siguientes criterios. Por un lado, nos quedamos sólo con aquellos grupos que, en $z = 0$, tienen un número de miembros mayor o igual a 10, para los cuales la identificación y el cálculo de la masa virial son confiables. El desempeño del algoritmo FoF para sistemas con pocos miembros es bastante limitado (Zandivarez et al., 2014). Además, como se vio en el capítulo 1, existe un límite inferior para las masas viriales de los grupos que asegura que los grupos que son “fósiles ópticos” (aquellos que satisfacen el criterio de la diferencia en magnitud absoluta de sus galaxias más brillantes), sean también “fósiles X” (i.e., cumplirán el criterio en L_X). Este límite, determinado por Dariush et al. (2007), es $\mathcal{M}_{\text{vir}}^{\text{lim}} = 10^{13.5} h^{-1} \mathcal{M}_\odot$, y nos permitirá reemplazar el criterio en L_X puesto que nuestros objetos sintéticos no cuentan con esta información.

Por otro lado, incluimos dos criterios que se ajustan a las características observacionales de los grupos fósiles. En primer lugar, dado que en todos los sistemas fósiles observacionales se encuentra que la galaxia principal tiene morfología esferoidal (Jones et al., 2003), impusimos la condición de que la galaxia más brillante de los grupos sintéticos (BCG_0) sea elíptica. Para esto, siguiendo el trabajo de Bertone et al. (2007), clasificamos como galaxias elípticas a aquellas galaxias que cumplen que la fracción entre la masa estelar de su componente *bulge* y su masa total es: $\mathcal{M}_{\text{bulge}}^*/\mathcal{M}_{\text{total}}^* \geq 0,7$, y seleccionamos aquellos grupos cuya galaxia más brillante tiene esta morfología. Dependiendo del SAM, encontramos que entre el 5 al $\sim 30\%$ de los grupos con 10 o más miembros y con masas mayores que el límite impuesto anteriormente tienen una galaxia brillante cuya morfología no es elíptica. En el SAG el porcentaje es de sólo el 5%, mientras que en el G11MII este porcentaje asciende al 32%.

En segundo lugar, debido a que la identificación de grupos se realizó con un algoritmo “Friends-of-Friends”, encontramos grupos con formas irregulares en los cuales la posición de la galaxia dominante no necesariamente coincide con el centro geométrico del sistema, a diferencia de lo que se obtiene en los fósiles observacionales. Por lo tanto, y siguiendo los lineamientos de Raouf et al. (2014), seleccionamos aquellos grupos en los cuales la galaxia más brillante

está cerca del centro geométrico del sistema, es decir, que la distancia desde la galaxia brillante hasta el centro geométrico cumpla que $d_{1-c} \leq 0,5 R_{\text{vir}}$. De los grupos con más de 10 miembros y masas altas, sólo entre el 2 y el 5% de los grupos presentan su galaxia más brillante afuera de medio radio virial en $z = 0$.

Resumiendo, construimos una submuestra de grupos FoF, a la que llamaremos “S1”, que cumplen los siguientes criterios para $z = 0$:

Membresía: tienen 10 o más galaxias miembro.

Masa: tienen masas viriales mayores o iguales que $10^{13,5} h^{-1} M_{\odot}$.

Morfología de la BCG₀: la galaxia más brillante es de tipo esferoidal.

Posición de la BCG₀: la galaxia más brillante está dentro de medio radio virial respecto del centro geométrico del grupo.

De esta forma, las muestras S1 quedan conformadas por 21928, 20698, 176, 16887 y 82267 en DLB, G11, G11MII, G13 y SAG, respectivamente, que equivalen al 6, 8, 1, 6 y 11% de sus muestras de FoF+4 a $z = 0$

En la figura 3.2 se muestran las propiedades principales de dichas submuestras, comparadas con las mismas propiedades de las muestras de grupos FoF descritas en la sección anterior. En la figura se pueden ver, de izquierda a derecha: masas viriales (M_{vir}), radios viriales (R_{vir}), dispersiones de velocidad (σ_v), y las diferencias en magnitud absoluta de las galaxias más brillantes, ΔM_{12} y ΔM_{14} , para los diferentes SAMs utilizados en este trabajo. En estos diagramas de cajas, los anchos de las cajas son proporcionales al número N de objetos en cada muestra. Los bordes de las cajas representan los percentiles 25° ($IQ1$) y 75° ($IQ3$), es decir que el largo de la caja es el rango intercuartílico ($IQR = IQ3 - IQ1$). La mediana de la distribución está mostrada con la línea vertical interior a la caja y las pestañas alrededor de la mediana muestran los intervalos de confianza del 95% dados por $\langle \text{mediana} \rangle \pm 1,58 \times IQR / \sqrt{N}$. Los bordes de los “bigotes” de las cajas representan el $IQ1 - 1,5 \times IQR$ y $IQ3 + 1,5 \times IQR$, que en una distribución normal corresponden aproximadamente a $\pm 2,7\sigma$ (con σ la desviación estándar de la distribución) y el 99,3% de la muestra queda comprendida dentro de esos bigotes (McGill et al., 1978; Krzywinski & Altman, 2014). Los diagramas de caja resultan útiles no sólo para visualizar claramente los límites y mediana de una distribución y sus asimetrías, sino que además permiten una fácil comparación entre las distribuciones de dos muestras. Las medianas de dos distribuciones son estadísticamente indistinguibles cuando las pestañas que rodean a las mismas se tocan. Este criterio será utilizado más adelante al comparar las muestras.

Puede verse que, en comparación con la muestra original, la muestra S1 tiene masas típicamente más grandes (consecuencia del criterio aplicado), radios y dispersiones de velocidad más grande, y diferencias en magnitud más chi-

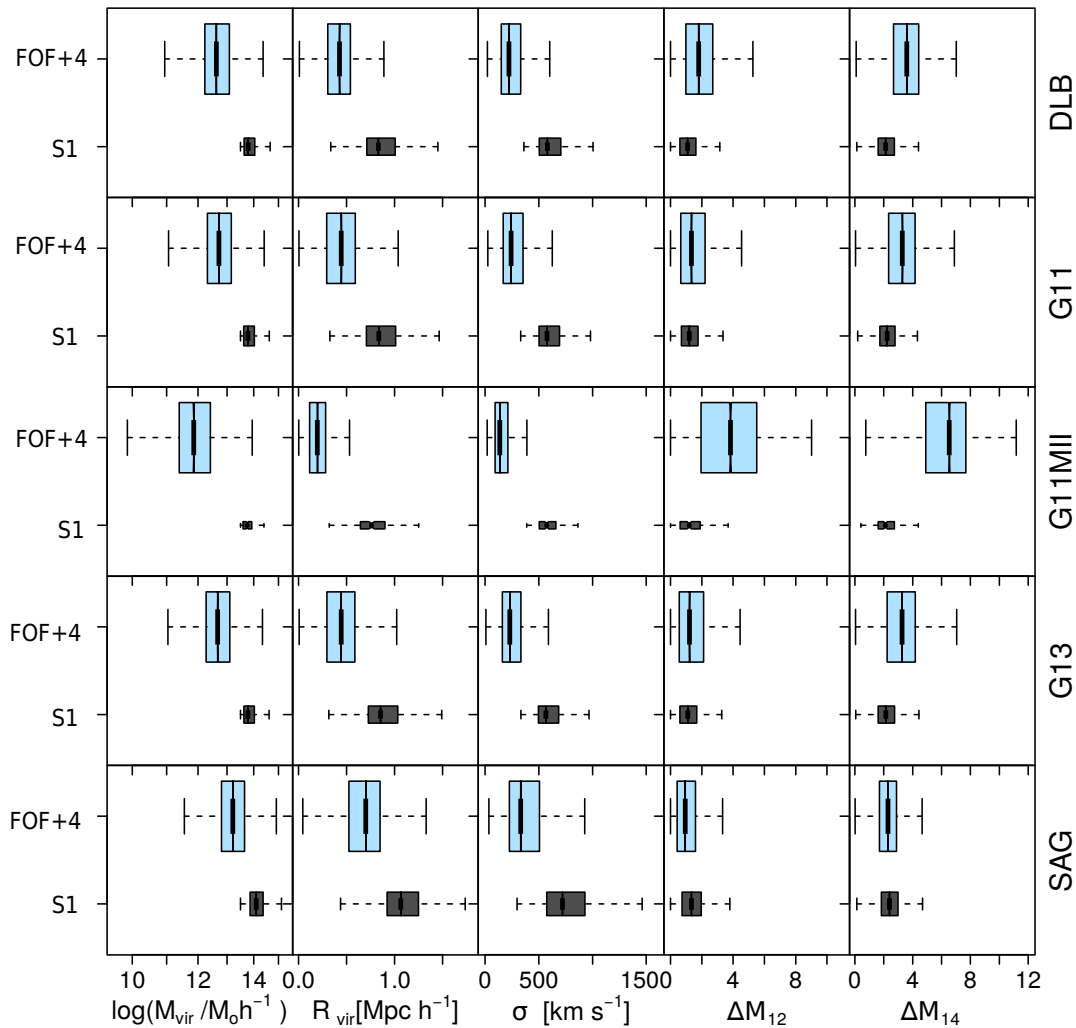


Figura 3.2: Diagramas de caja de las distribuciones de las propiedades principales de las muestras de grupos FoF, para los diferentes modelos semianalíticos. En celeste se muestran las propiedades de los grupos FoF con un número de miembros mayor o igual a 4 (FOF+4), mientras que en color gris se muestran las propiedades de los grupos FoF que pertenecen a las submuestras S1. De izquierda a derecha podemos ver: masas viriales (M_{vir}), radios viriales (R_{vir}), dispersiones de velocidad (σ), y las diferencias en magnitud absoluta de las galaxias más brillantes, ΔM_{12} y ΔM_{14} .

cas. En todos los SAMs las diferencias son significativas con respecto a sus respectivas muestras FoF+4, hasta el punto que en el SAM G11MII las distribuciones de la muestra S1 pueblan el rango de lo que se consideran outliers para su muestra FoF+4 (más allá de los bigotes de las cajas de los FoF+4). Es importante recordar que la resolución de este SAM es la mayor de todas las que se están examinando, llegando a resolver galaxias con magnitudes hasta $M_r \simeq -11$. Es común que en este SAM los grupos poco masivos estén formados por una galaxia central de morfología espiral rodeada por galaxias satélites débiles. En la muestra FoF+4 de G11MII, el porcentaje de grupos cuya galaxia más brillante no es esferoidal es del 89%. Una vez que se aplica el corte en

masa virial y número de miembros, ese porcentaje disminuye al 32%. Como se mencionó anteriormente, luego de aplicar todas las restricciones respecto de la BCG_0 , la muestra S1 para este SAM representa sólo el 1% de su respectiva FoF+4. En comparación, en el SAM G11, el porcentaje de FoF+4 cuya BCG_0 no es esferoidal es del 54%, y al aplicar las restricciones de masa y membresía ese porcentaje se reduce al 10%.

Las muestras S1 resultantes para cada SAM poseen distribuciones similares entre ellas, con excepción del SAM SAG cuyos grupos tienen masas viriales más grandes. Sobre este punto se volverá a discutir más adelante.

3.1.2. Submuestras de grupos FoF viejos

Puesto que nuestro objetivo principal es realizar un estudio evolutivo de las galaxias en grupos, es necesario seguir la historia de los sistemas hacia atrás en el tiempo haciendo uso de la información en las diferentes salidas que brindan las simulaciones. En este trabajo, como ya hemos mencionado, estudiaremos la evolución desde $z \sim 1,08$ hasta $z = 0$ (≈ 8 Gyrs).

Para ello, en cada salida de las simulaciones, buscamos los grupos FoF identificados en $z = 0$ entre los grupos FoF identificados en esa salida (la identificación de grupos FoF en cada salida fue descrita en la sección 3.1). Para establecer la relación entre un grupo FoF de una y otra salida, tomamos como guía a la galaxia más brillante de los sistemas a $z = 0$ (BCG_0). El primer paso fue seleccionar en cada salida los grupos FoF en los que se encontraba la galaxia progenitora de la BCG_0 . En los casos en los que la progenitora de la BCG_0 no pudo encontrarse en alguna salida, el grupo FoF de $z = 0$ fue eliminado de la muestra.

El siguiente paso fue quedarnos sólo con aquellos grupos en los cuales la galaxia progenitora de la BCG_0 ha sido siempre¹ la galaxia más brillante de los sistemas, y además ha permanecido cerca del centro geométrico del sistema ($\leq 0,5 R_{\text{vir}}$) durante una gran fracción del período estudiado (desde desde $z \sim 0,8$ hasta hoy²).

En la figura 3.3 esquematizamos este procedimiento, ejemplificando casos en los que hemos desechado grupos y el tipo de casos en el que los grupo resultaron incluidos en la muestra final. La flecha color verde indica el avance del paso temporal (de z_{i+1} hacia z_i). Vale aclarar que nosotros trazamos la historia evolutiva de los halos en sentido inverso, es decir desde hoy hacia atrás en el tiempo. Los círculos color naranja representan los halos FoF identificados en cada salida con un número mínimo de miembros igual a 10 en $z = 0$ o ≥ 4 en las salidas anteriores (como describimos antes), mientras que los círculos

¹en todo el rango de tiempo estudiado en este trabajo

²la elección de $z = 0,8$ fue hecha en base a los resultados del trabajo de Díaz-Giménez et al. (2008) de acuerdo con el tiempo de ensamble encontrado para grupos fósiles

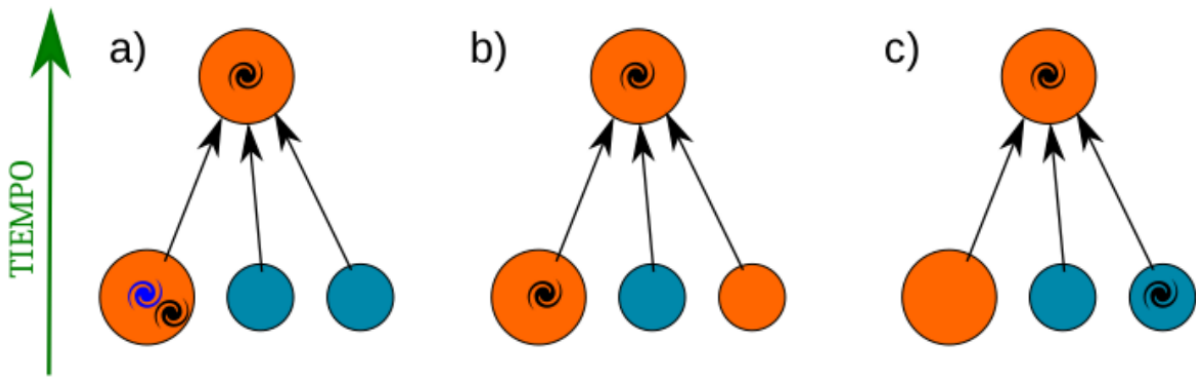


Figura 3.3: Esquema de la selección de grupos FoF.

azules son aquellos halos que quedaron excluidos de nuestra identificación ya sea por no cumplir el requisito de sobredensidad o de membresía establecidos en nuestro algoritmo de identificación. La galaxia negra representa la BCG_0 y su respectiva progenitora en tiempos anteriores. En este esquema, partiendo desde $z = 0$ en la hilera superior, retrocedemos hacia atrás en el tiempo en donde se muestran todos los progenitores del halo final. Los progenitores color naranja fueron encontrados por nuestro identificador, no así los de color azul. Debido a que en nuestro modo de trabajo tratamos de seguir la historia del halo que hospeda a la BCG_0 , en el ejemplo (c) mostramos un caso en el que el grupo a $z = 0$ fue descartado ya que la galaxia progenitora de la BCG_0 habita un halo que no fue encontrado por nuestro identificador. En los casos (a) y (b) sí encontramos a los grupos FoF que contienen a la progenitora de la BCG_0 . En el (a), en z_1 , mostramos un ejemplo en el que la progenitora de la BCG_0 (galaxia negra) no está ubicada cerca del centro geométrico del grupo, por lo que ese grupo también fue descartado de nuestra muestra final. De igual manera, si la progenitora de la BCG_0 no fuera la galaxia más brillante de ese grupo FoF en esa salida, también sería descartado. El ejemplo (b) es el caso virtuoso en el que mantenemos al grupo en nuestra muestra.

Este procedimiento se realizó de esta forma en todos los pares de salidas $z_i - z_{i+1}$, hasta $z \sim 0,8$. Para $0,8 < z < 1,08$ relajamos la condición de exigir que la progenitora de BCG_0 esté ubicada cerca del centro geométrico del sistema huésped, permitiéndole cualquier ubicación dentro del grupo FoF, pero siempre siendo la galaxia más brillante de ese sistema. A la submuestra de grupos FoF que obtuvimos de este procedimiento le llamaremos S2. En todos los SAMs el porcentaje de grupos S1 que sobreviven esta selección es alrededor del 20% (23, 23, 24, 24 y 18 para DLB, G11, G11MII, G13 y SAG, respectivamente).

Según vimos en el capítulo 1, la selección de grupos en base a la diferencia en magnitud de sus galaxias brillantes no asegura que los grupos sean viejos (Dariush et al., 2010; Raouf et al., 2014). Entonces, como último paso para la selección de las muestras que se utilizarán en este trabajo, analizamos la historia de ensamblaje de los grupos y construimos una muestra de grupos

FoF “viejos”, los cuales han logrado ensamblar la mitad de su masa final para $z > 0,8$ ($z_{\text{assembly}} \geq 0,8$). A esta última submuestra de grupos FoF viejos le llamaremos S3.

FoF					
	DLB	G11	G11MII	G13	SAG
S1	21928	20698	176	16887	82267
S2	4941	4673	41	4006	15138
S3	3933	3687	37	3036	8897

Tabla 3.2: Numero de grupos FOF que conforman cada submuestra S1, S2 y S3, para todos los SAMs.

En la tabla 3.2 se muestra el tamaño a $z = 0$ de las submuestras S1, S2 y S3. Los grupos viejos (S3) representan alrededor del 20% de aquellos grupos con masa mayor que $10^{13,5} \mathcal{M}_{\odot} h^{-1}$, con 10 o más miembros y cuya galaxia brillante es esferoidal y está próxima al centro geométrico del grupo (S1). En el caso del SAG, este porcentaje es un poco menor (11%), indicando que los grupos en el SAG se ensamblan de manera más tardía que en los otros SAMs. De acuerdo con Mo et al. (2010), halos de igual masa se ensamblan más temprano en universos con parámetro cosmológico Ω_m más chico. Dado que Ω_m para la cosmología Planck utilizada en el SAG es mayor que en los otros SAMs, los halos de igual masa en este SAM se ensamblan más tardíamente que en los otros SAMs. También, de acuerdo con Li et al. (2008), halos más masivos tienen tiempos de formación más tardíos, que es el caso de los grupos en el SAG.

En la figura 3.4, se pueden ver los diagramas de caja de las distribuciones de las principales propiedades de los grupos FoF, para las diferentes submuestras antes descriptas.

Puede verse que, con excepción del SAG, para todos los SAMs las distribuciones de masa virial de los grupos viejos no se diferencian de las de la muestra original S1 (en cuanto a la mediana de las distribuciones, que caen dentro de sendos intervalos de confianza definidos por las muescas en las cajas). En el caso del SAG, las masas viriales de los grupos viejos son más altas que las de la muestra general. La mediana de la diferencia en magnitud entre la primera y la segunda/cuarta galaxia más brillante de los grupos viejos es mayor que la de los grupos originales en todos los SAMs con excepción de G11MII que no muestra una diferencia estadísticamente significativa.

En síntesis, la muestra final de grupos FoF que seleccionamos a $z = 0$ satisface los siguientes criterios:

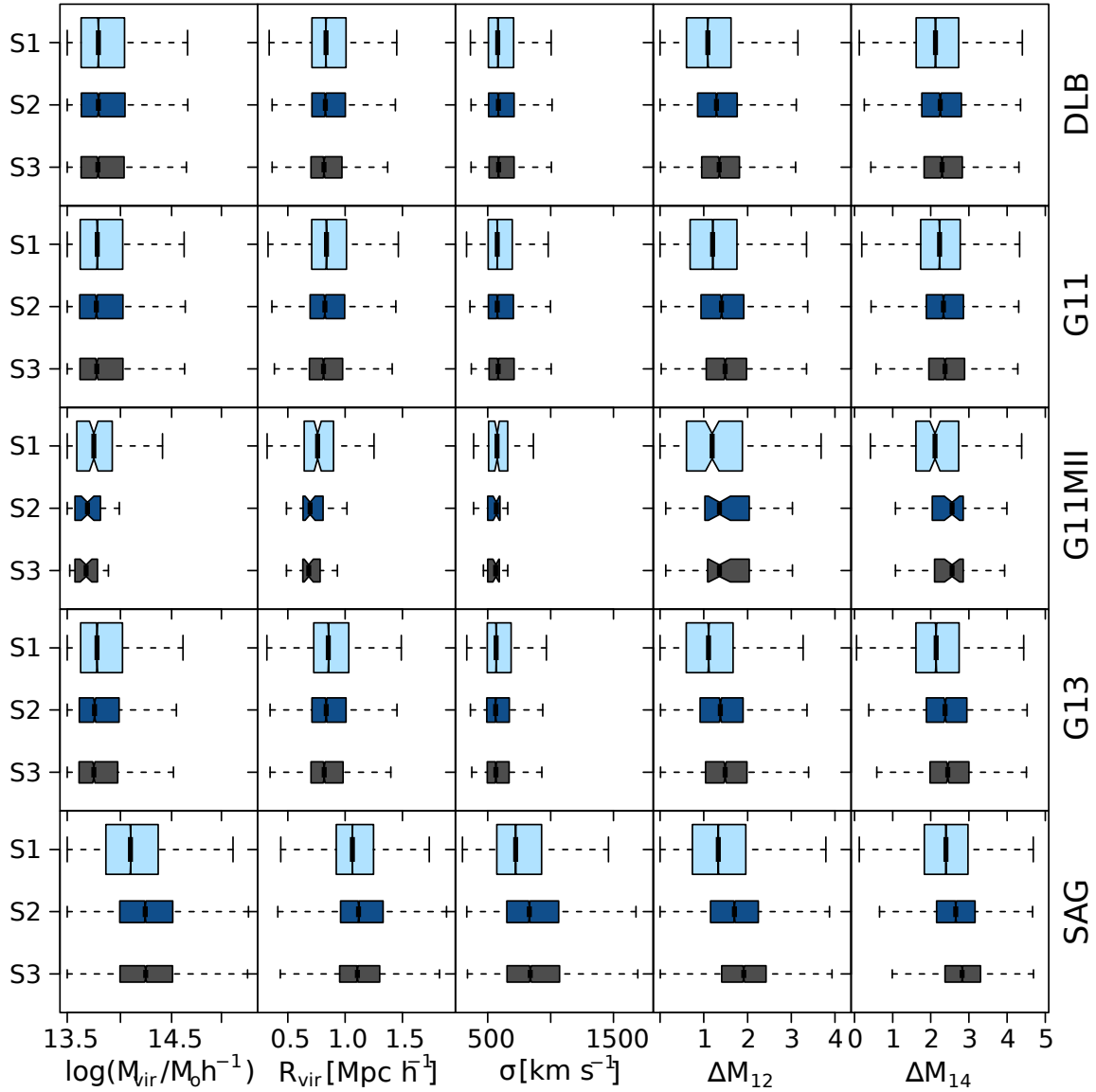


Figura 3.4: Idem Fig. 3.2, para las submuestras S1, S2 y S3, para los diferentes modelos semianalíticos.

Membresía: tienen 10 o más galaxias miembro en $z = 0$.

Masa: tienen masas viriales mayores o iguales que $10^{13,5} h^{-1} M_{\odot}$ en $z = 0$.

Morfología de la BCG₀: la galaxia más brillante es de tipo esferoidal en $z = 0$.

Predominancia de la BCG: la progenitora de la galaxia más brillante de $z = 0$ es siempre la galaxia más brillante del halo en el que habita en otros redshifts.

Posición de la BCG: la galaxia más brillante (y su progenitora en cada redshift) está dentro de medio radio viral respecto del centro geométrico del grupo desde $z \sim 0,8$ hasta $z = 0$.

Longevidad del halo: el grupo ha conseguido ensamblar la mitad de su masa final a redshifts mayores que $z \sim 0,8$.

Como hemos mencionado anteriormente, los principales objetivos de este trabajo de tesis son realizar estudios evolutivos de grupos fósiles, poniendo especial énfasis en las poblaciones de galaxias que habitan estos sistemas. En primer lugar, haciendo uso de la muy buena resolución de la simulación MII, analizaremos la historia evolutiva de la población de galaxias débiles en grupos fósiles extraídos de esa simulación. Y en segundo lugar, realizaremos un análisis de la evolución de algunas de las propiedades principales de las galaxias brillantes en sistemas fósiles, esta vez identificados en todos los SAMs presentados en el capítulo anterior.

A continuación describiremos como se realizó la construcción de las muestras de grupos fósiles y control para cada parte del trabajo.

3.2. Construcción de las muestras de grupos para el estudio de la población de galaxias débiles

Para la primera parte de este trabajo, nos hemos planteado estudiar la población de galaxias débiles en grupos fósiles y compararla con aquella que habita grupos normales. Para tal fin, utilizamos la simulación Millennium II que es la única que puede resolver galaxias débiles hasta magnitud $M_r \simeq -11$. En trabajos anteriores, la población de galaxias débiles en sistemas fósiles estaba restringida a galaxias con magnitudes absolutas en el rango $[-18, -16]$, por lo que en este trabajo se pretende ampliar significativamente la población de objetos débiles. Para esta parte del trabajo, construimos muestras de grupos fósiles y grupos de control de manera que posean la misma distribución de masas viriales, intentando evitar de esta forma introducir algún sesgo al comparar densidades de galaxias en grupos con diferentes masas viriales.

Muestras de grupos fósiles

Como hemos visto en el Capítulo 1, quienes primero definieron a los grupos fósiles fueron Jones et al. (2003). Según estos autores, los criterios para que un sistema sea clasificado como fósil son los siguientes:

- $L_x \geq 10^{42} h_{50}^{-2} \text{ erg/s}$
- $\Delta M_{12} \geq 2$ (diferencia en magnitud absoluta en la banda R, entre la primera y segunda galaxias más brillantes, dentro de medio radio virial)

Para la construcción de las muestras de grupos fósiles en $z = 0$, seguimos esta definición, sustituyendo la restricción en luminosidad por una restricción en masa virial del grupo, como se explicó en la sección anterior, y trabajamos en la banda r .

Además, definimos una segunda muestra de grupos fósiles siguiendo el criterio alternativo propuesto por Dariush et al. (2010), con el objetivo principal de realizar estudios comparativos entre ambas definiciones. Como se vio en el Capítulo 1, Dariush et al. (2010) utilizan la diferencia en magnitud absoluta en la banda R, dentro de medio radio virial, entre la primera y la cuarta galaxias más brillantes: $\Delta M_{14} \geq 2,5$. De aquí en adelante, llamaremos “Categoría 12” a las muestras construidas en base al criterio sobre ΔM_{12} , y “Categoría 14” a las muestras construidas en base a ΔM_{14} .

Partiendo de la submuestra de grupos viejos S3 descrita en la sección anterior, en primer lugar, seleccionamos como fósiles a los grupos que satisfacen:

- Fósiles F_{12} : $\Delta M_{12} \geq 2$ (criterio original)
- Fósiles F_{14} : $\Delta M_{14} \geq 2,5$ (criterio alternativo)

Para el cálculo de estas diferencias en magnitud absoluta de las galaxias más brillantes de los grupos, tomamos como centro del grupo la posición de la BCG₀. Alrededor de ella trazamos una esfera de radio $= 0,5 R_{\text{vir}}$ y allí se buscan la segunda/cuarta galaxia más brillantes para el cálculo de ΔM_{12} y ΔM_{14} , ambos en la banda r . Con estos criterios, se extrajeron 11 grupos fósiles F_{12} y 19 grupos fósiles F_{14} . Para poder seleccionar una muestra de control que tenga la misma distribución de masa que las muestras fósiles (ver subsección siguiente), tuvimos que descartar los grupos más masivos de estas muestras ya que ningún grupo no-fósil tenía masas tan altas. Por lo tanto, para el estudio de galaxias débiles, la muestra final de fósiles F_{12} quedó conformada por 9 grupos y la muestra F_{14} con 12.

Muestras de control

Para la selección de los grupos de control tomamos en primer lugar las muestras complementarias a las definidas inicialmente como fósiles (i.e, $\Delta M_{12} < 2$ o $\Delta M_{14} < 2,5$). A partir de esas submuestras, se extraerán las muestras de grupos de control que posean la misma distribución de masa que sus contrapartes fósiles, tanto para la categoría 12 como para la categoría 14.

Para esto, realizamos una comparación entre las distribuciones de masa virial de las muestras fósiles y 50 realizaciones aleatorias de muestras no-fósiles que reprodujeran la distribución de masa de su respectiva muestra fósil. Posteriormente, seleccionamos la submuestra de grupos no-fósiles con el mayor valor de probabilidad dado por el test Kolmogorov-Smirnov para dos muestras.

Además, dado que los grupos fósiles pueden pensarse como la cola de la distribución de diferencias de magnitudes entre las galaxias brillantes, incluimos una restricción adicional para seleccionar las muestras de control como las

colas opuestas en las distribuciones de diferencias de magnitudes. Por lo tanto, seleccionamos los grupos de los percentiles más bajos de la distribución de diferencias de magnitud de manera de obtener un número similar de grupos que en sus contrapartes fósiles. Así, las muestras de control deben satisfacer los siguientes criterios:

- Controles C_{12} : $\Delta M_{12} < 0,9$ (criterio original)
- Controles C_{14} : $\Delta M_{14} < 2$ (criterio alternativo)

En síntesis, las muestras finales quedaron conformadas de la siguiente manera:

- Categoría 12: 9 grupos F_{12} y 9 grupos C_{12} .
- Categoría 14: 12 grupos F_{14} y 12 grupos C_{14} .

En la figura 3.5 se muestran los diagramas de caja de las distribuciones de las características principales de las muestras finales de grupos fósiles y control. Dado que las muescas de las cajas se superponen, podemos ver que en ambas categorías las medianas de las distribuciones de masas viriales de grupos fósiles y no fósiles son indistinguibles, según las hemos construido.

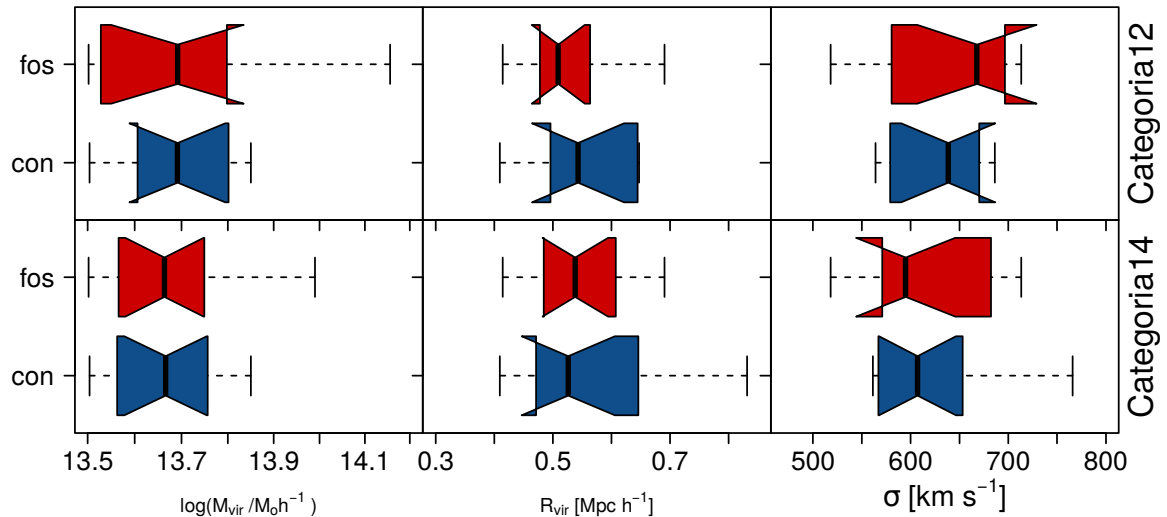


Figura 3.5: Diagrama de cajas de las distribuciones de las propiedades principales de las muestras de grupos fósiles y control extraídos de la simulación MII. En los paneles superiores se muestran los grupos de la categoría 12, mientras que en los paneles inferiores los de la categoría 14. De izquierda a derecha se pueden ver las propiedades: masa virial M_{vir} , radio virial R_{vir} , dispersión de velocidades σ .

3.3. Construcción de las muestras de grupos para el estudio de la evolución de sus galaxias brillantes

En la segunda parte de este trabajo, nos hemos enfocado en el análisis de la evolución de las BCGs de los sistemas fósiles, poniendo especial énfasis en la búsqueda de una posible relación evolutiva entre grupos fósiles y grupos compactos.

Con el objetivo de mejorar nuestros resultados estadísticos, y realizar un estudio comparativo entre los diferentes SAMs presentados anteriormente (1.3.2, en esta sección describiremos la construcción de las muestras de grupos fósiles y de control en la MI, MD y MII.

A diferencia de lo que se realizó en la selección de las muestras para el estudio de galaxias débiles, en esta sección no incluiremos la restricción de que la distribución de masas de los grupos de control sea igual a la de los fósiles, y analizaremos como parte del trabajo la posible injerencia de la masa de los sistemas en su capacidad de desarrollarse como grupos fósiles.

Grupos fósiles y grupos de control

Al igual que se describió en la sección anterior, trabajaremos con las dos definiciones de grupos fósiles que se encuentran en la literatura: el criterio original (Jones et al., 2003), en el cual la diferencia en magnitud absoluta en la banda r entre las dos galaxias más brillantes dentro de medio radio virial debe ser mayor que 2; y el criterio alternativo (Dariush et al., 2010) en el cual la diferencia en magnitud entre la galaxia más brillante y la cuarta más brillante dentro de medio radio viral debe ser mayor que 2,5. Partiendo de la muestra S3 de sistemas viejos, la aplicación de estos criterios en cada SAM produce las respectivas muestras de fósiles F_{12} y F_{14} .

Para seleccionar las muestras de control, determinamos los límites superiores de las diferencias en magnitud de manera que éstos representen los percentiles inferiores de las distribuciones resultando, en lo posible, en muestras con igual número que las de grupos fósiles. En la figura 3.6, se muestran las distribuciones de ΔM_{12} y ΔM_{14} para las submuestras S3 de grupos FOF viejos en los cinco SAMs. Las líneas sólidas verticales rojas corresponden a los cortes utilizados para definir las muestras de grupos fósiles, mientras que las líneas verticales azules a trazos representan los cortes adoptados para definir las muestras de grupos de control. En la tabla 3.3 podemos ver el listado de cortes utilizados para la construcción de estas muestras control y los números de grupos resultantes en cada submuestra. Para la categoría 12, en la

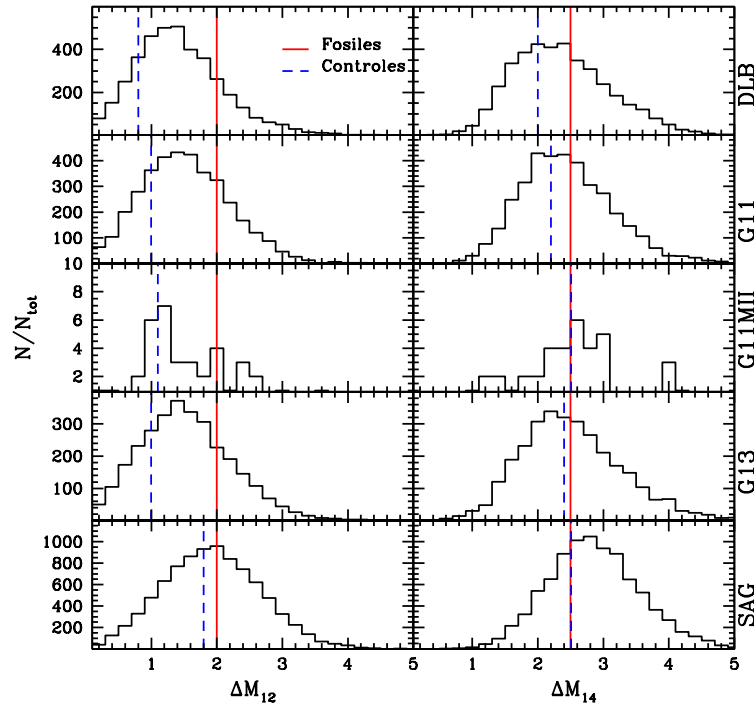


Figura 3.6: Distribución de las diferencias en magnitud ΔM de grupos FoF viejos en $z = 0$ (muestras S3), para los diferentes SAMs. Los paneles izquierdos muestran las distribuciones de ΔM_{12} y los derechos, las distribuciones de ΔM_{14} . En líneas sólidas rojas se muestran los cortes inferiores para definir grupos fósiles y en líneas azules a trazos los cortes superiores para definir los grupos de control. Los valores de corte se encuentran detallados en la tabla 3.3.

Tabla 3.3: Cortes aplicados en las diferencias en magnitud para la selección de grupos fósiles y de control en los diferentes SAMs. Número de grupos que pertenecen a cada muestra.

		DLB	G11	G11MII	G13	SAG
ΔM_{12}	FÓSILES	≥ 2				
	$\#F_{12}$	710	884	11	738	4016
	CONTROL	$< 0,8$	< 1	$< 1,1$	< 1	$< 1,8$
	$\#C_{12}$	612	836	10	710	3924
ΔM_{14}	FÓSILES	$\geq 2,5$				
	$\#F_{14}$	1533	1594	19	1430	6110
	CONTROL	< 2	$< 2,2$	$< 2,5$	$< 2,4$	$< 2,5$
	$\#C_{14}$	1349	1460	18	1434	2784

mayoría de los SAMs, los grupos fósiles y los de control quedan definidos como dos colas claramente diferentes de las distribuciones ΔM_{12} , ya que los los grupos fósiles representan entre el 18% y el 29% (dependiendo del SAM) de la cola superior de las distribuciones. Las distribuciones de ΔM_{12} en estos SAMs

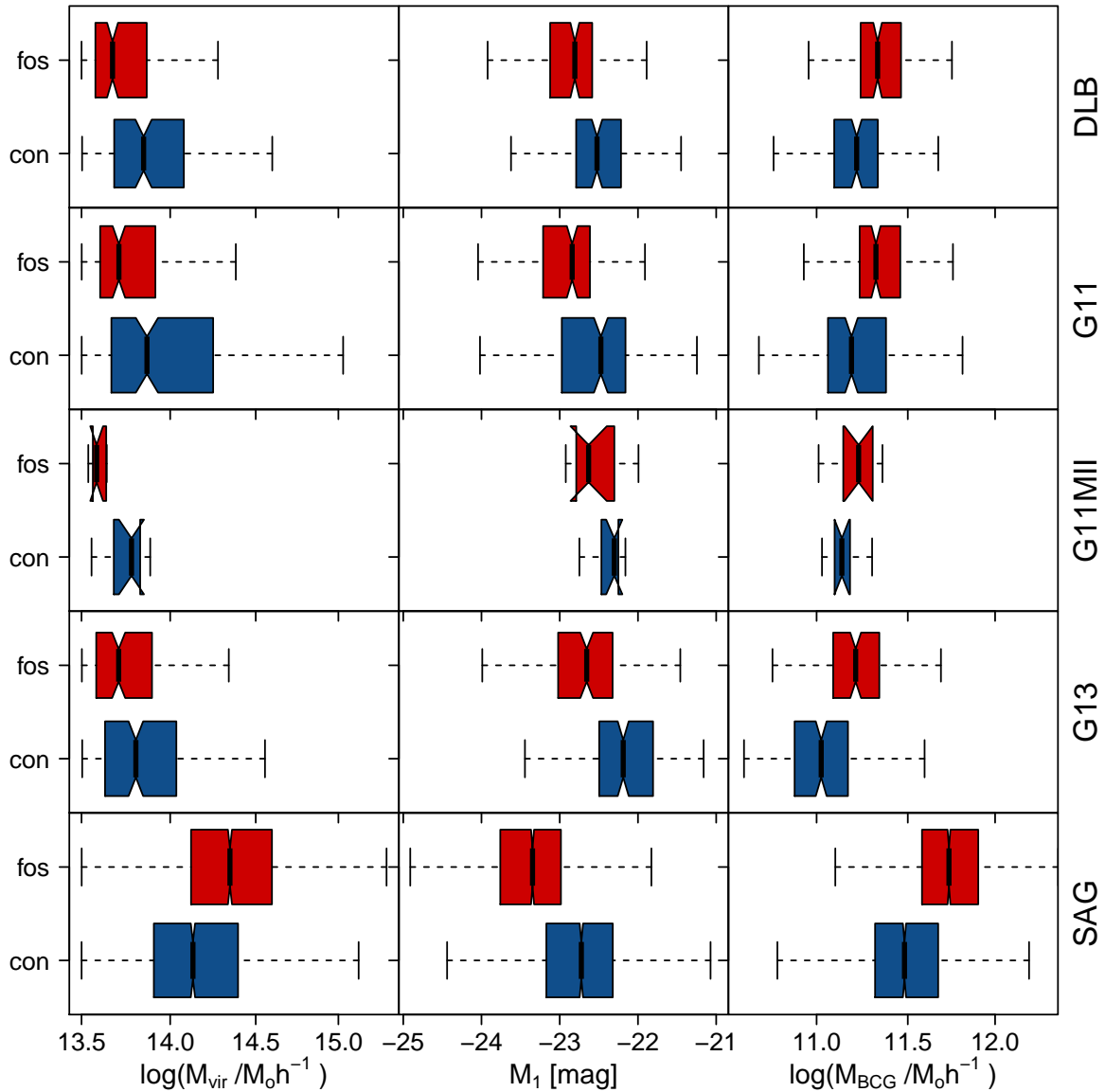


Figura 3.7: Diagramas de cajas de las distribuciones de las propiedades de grupos fósiles (rojo) y grupos de control (azul) seleccionados con el criterio original (ΔM_{12}) para los diferentes SAMs a $z = 0$. De izquierda a derecha: masa virial M_{vir} , magnitud absoluta en la banda r de la galaxia más brillante M_1 y masa estelar de la galaxia más brillante del sistema M_{BCG} .

coinciden con lo encontrado en el trabajo de Dariush et al. (2010), en donde la mayoría de los grupos viejos tienen una diferencia en magnitud absoluta menor que 2. En el caso del SAG, la distribución de ΔM_{12} está desplazada hacia valores más altos que en los otros SAMs, por lo que el corte de definición de grupos fósiles hace que prácticamente la mitad de los grupos S3 sean fósiles (45 %) y la mitad restante sean controles.

Para la categoría 14, en G11MII y G13 la mediana de la distribución de ΔM_{14}

está muy próxima al corte alternativo de definición de grupos fósiles, por lo que sus grupos de control quedan definidos como la mitad restante (47%). Para SAG, la mediana de la distribución es mayor que el corte de definición de fósiles, por lo que también la muestra de control es definida como la cola inferior restante, que en este caso resulta con un número menor de grupos.

En todos los SAMs, el número de grupos fósiles F_{14} es mayor que el número de grupos F_{12} . De hecho, el criterio alternativo fue diseñado de manera que incluyera a la mayoría de los fósiles F_{12} y además permitiera la inclusión de otros grupos que no satisfacen el criterio original.

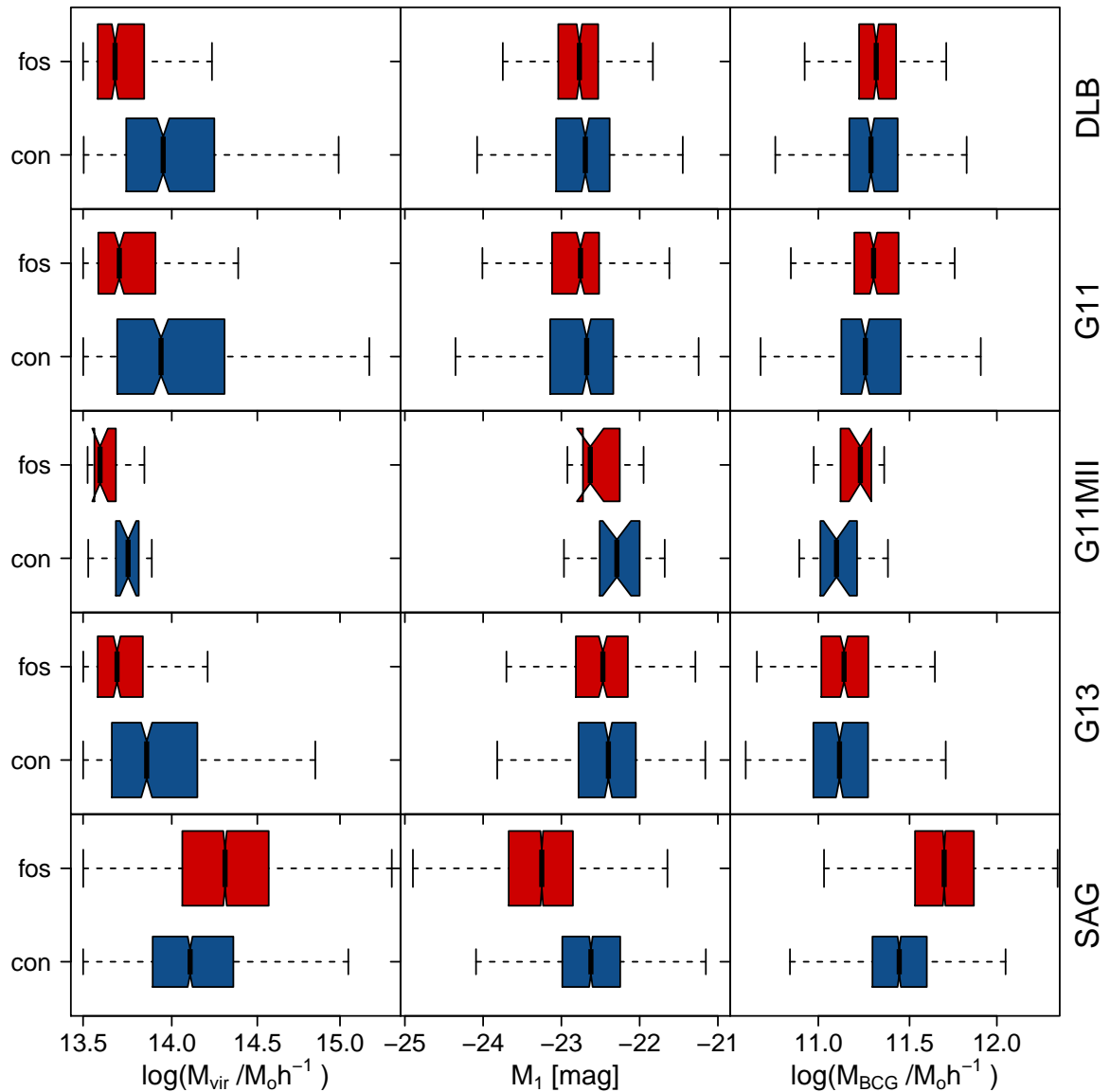


Figura 3.8: Idem figura 3.7 para los grupos fósiles seleccionados con el criterio alternativo (ΔM_{14}) para los diferentes SAMs a $z = 0$.

Por último, en las figuras 3.7 y 3.8 podemos ver las propiedades principales

de las muestras finales de grupos fósiles y control, para ambas categorías y para los cinco SAMs utilizados en este trabajo. Puede verse aquí que, para los modelos DLB, G11, G11MII y G13 los grupos fósiles son típicamente menos masivos que sus contrapartes de control. Este resultado es consistente con trabajos previos (Dariush et al., 2010; Raouf et al., 2014) en donde se encontró que entre grupos viejos, los grupos menos masivos tienden a desarrollar mayores diferencias entre las magnitudes de sus galaxias más brillantes³. Sin embargo, esta tendencia se ve invertida en el modelo SAG, donde los grupos fósiles poseen masas viriales más grandes que los grupos de control. Estos resultados se ven más pronunciados entre los grupos de la categoría 14.

³Vale recordar que los resultados de esos autores fueron extraídos también en la simulación Millennium I

Capítulo 4

Población de galaxias débiles en Grupos Fósiles

Como fue mencionado previamente, las galaxias débiles en sistemas de galaxias pueden resultar de gran ayuda para tratar de entender el entorno en el que viven las galaxias miembros de grupos fósiles. Si bien las galaxias centrales de estos sistemas podrían haber conseguido ensamblar la mayor cantidad de su masa a través de eventos de fusión mayor, las galaxias débiles de su alrededor pueden haber contribuido a la acreción de materia de las mismas, produciendo una disminución de la población débil.

Los trabajos realizados hasta el momento (Cui et al., 2011; Gozaliasl et al., 2014) parecen no mostrar evidencias de que esta población particular de galaxias muestre diferencias significativas por habitar en grupos fósiles. Sin embargo, esos trabajos analizan lo que sucede en el universo local, o bien la población de galaxias utilizadas no se adentra lo suficiente en el extremo débil de las luminosidades, ya que fueron consideradas como galaxias débiles a aquellas con magnitudes en el rango $[-18, -16]$. Este límite excluye una gran fracción de galaxias satélites (aquellas que yacen en el rango $M_r \geq -16$), debido al límite en resolución intrínseco de las simulaciones que utilizadas.

En este capítulo realizaremos un análisis detallado de la población de galaxias débiles hasta magnitudes ~ -11 , tanto en grupos fósiles como en grupos de control, ambos en catálogos sintéticos, con el objetivo de adentrarnos no sólo en las abundancias relativas de dicha población en el universo local, sino también la medición de dichas cantidades durante los últimos 8 Gyrs.

4.1. Abundancia de galaxias débiles a $z=0$

En esta sección estudiaremos la población de galaxias débiles de los grupos fósiles y controles a $z = 0$. Para ello utilizaremos las muestras de grupos fósiles y control construidas con el modelo semianalítico G11MII, puesto que, como ya se mencionó, éste alcanza la resolución en masa requerida para resolver galaxias satélites. La construcción de dichas muestras ya fue detallada en la sección 3.2.

Para estudiar la población de galaxias débiles hemos seleccionado aquellas galaxias miembro que se encuentran dentro del radio virial de los grupos, y cuya magnitud absoluta en la banda r es $-16 \leq M_r - 5 \log(h) \leq -11$. Si bien el número de grupos en cada muestra no es alto (9 y 12 sistemas para las categorías 12 y 14, respectivamente), debido a que estamos en el extremo débil de las luminosidades, el número de galaxias débiles que encontramos por muestra es considerablemente elevado (~ 5000 galaxias débiles). En la tabla 4.1 se puede ver el número de galaxias débiles encontradas para cada categoría y tipo de grupo de galaxias para diferentes redshifts.

Como método para analizar la distribución de estas galaxias dentro de los sistemas de galaxias elegimos calcular la densidad numérica de galaxias débiles en función de la distancia al centro de los grupos. Para ello, hemos considerado la posición de la galaxia dominante como el centro del grupo y medimos distancia de cada galaxia débil a dicho centro. Para mejorar la significancia estadística de nuestros resultados hemos combinado todos los grupos en cada muestra, componiendo de esta manera un único gran sistema por muestra formado con todas sus galaxias débiles. Para que dicha composición sea posible, las distancias de las galaxias débiles a los centros de los sistemas fueron normalizadas con el radio virial correspondiente de cada sistema. Por lo tanto, el resultado obtenido es un perfil de densidad numérica combinado (η) en función de la distancia al centro normalizada (r/R_{vir}).

Los perfiles obtenidos para cada muestra a $z = 0$ se encuentran en la figura 4.1. En el panel superior se muestran los perfiles para la categoría 12, tanto fósiles (línea continua roja) como controles (línea a trazos azul), mientras que en el panel inferior se muestra lo correspondiente para los fósiles y controles de la categoría 14. Para cada punto del perfil los errores fueron calculados usando la técnica bootstrap. Debido al gran número de objetos por bin, los errores obtenidos son considerablemente pequeños (en cada bin sólo están dibujados los errores y no los puntos). Los gráficos interiores a cada panel muestran el cociente entre los perfiles de grupos fósiles y grupos de control como función de la distancia normalizada. En este caso, las bandas de error fueron calculadas usando propagación de errores de los perfiles individuales.

Analizando la figura, podemos ver que, en promedio, grupos fósiles y de control expanden el mismo rango de densidad para las galaxias débiles, y, exceptuando algunas fluctuaciones locales, los perfiles son muy similares. Estos

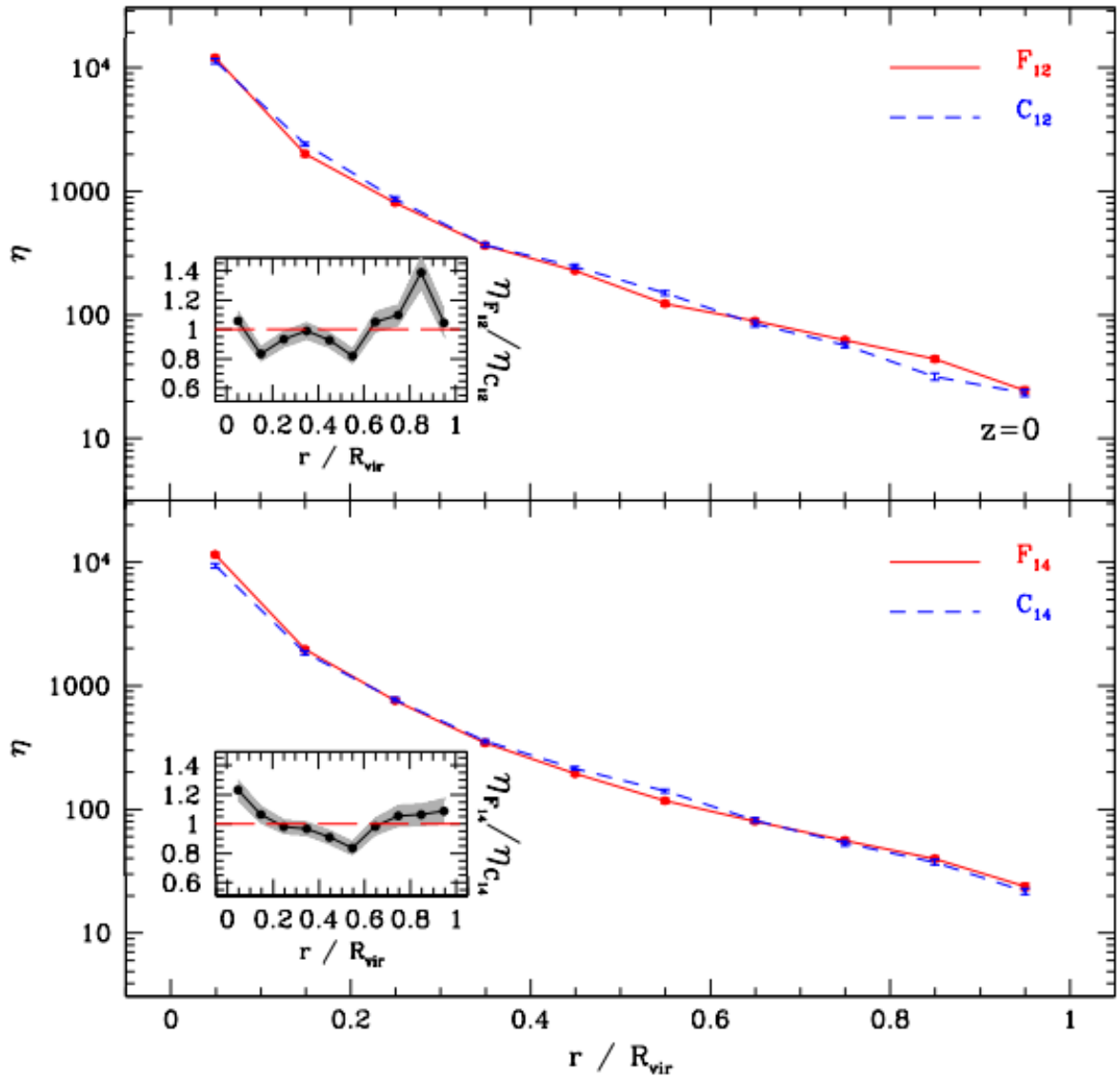


Figura 4.1: Perfil de densidad numérica de galaxias débiles en grupos fósiles y control. En el panel superior se muestran las densidades numéricas de galaxias débiles en grupos de la categoría 12, mientras que en el panel inferior se muestran los resultados de la categoría 14. Los errores fueron estimados utilizando la técnica *bootstrap*. Los paneles interiores contienen la cociente entre las densidades numéricas de grupos fósiles y control, cuyos errores se han estimado utilizando la técnica de propagación de errores (Kanagusuku et al., 2016)

resultados son independientes del criterio utilizado para definir las categorías de fósiles. Por otro lado, los paneles interiores de la figura muestran con más detalle las fluctuaciones locales antes mencionadas. En ambos cocientes de densidad, $\eta_{F_{12}}/\eta_{C_{12}}$ y $\eta_{F_{14}}/\eta_{C_{14}}$, se puede ver que existen algunas diferencias entre perfiles de galaxias débiles en fósiles y controles: en las regiones más externas de los grupos, son los fósiles los que presentan mayor densidad de

galaxiás débiles. El comportamiento se invierte para las regiones intermedias y en las regiones más internas vuelven a ser los fósiles los que muestran una densidad más alta.

Tabla 4.1: Número de galaxias débiles en el grupo compuesto para cada muestra, para las diferentes salidas temporales de la simulación MII utilizada. (Kanagusuku et al., 2016).

redshift	F_{12}	C_{12}	F_{14}	C_{14}
0.000	4461	4552	5222	5503
0.116	4143	4248	5095	5158
0.208	3823	4129	4693	5070
0.320	3452	3872	4279	4786
0.408	3274	3855	4138	4649
0.509	3456	3766	4187	4325
0.624	3528	3633	4194	3944
0.755	3224	3175	3819	3661
0.905	2800	2666	3303	3039
1.080	2431	2304	2778	2334

4.2. Abundancia de galaxias débiles a $0 \leq z \lesssim 1$

Para tener un panorama completo de la población de galaxias débiles en estos sistemas es necesario también analizar los perfiles de densidad en diferentes estados evolutivos. Para esto, hemos elegido concentrarnos en el período temporal que comprende los últimos 8 Gyrs de la edad del universo, es decir $z \lesssim 1$. En consecuencia, hemos tomado 10 salidas de la MII comprendidas dentro de este período que se encuentran cuasi-equiespaciadas en $\sim 0,1$ en redshift.

Al igual que lo descrito en la sección anterior, en cada salida seleccionamos las galaxias débiles de cada grupo y construimos los grupos compuestos de cada muestra.

Los cocientes de los perfiles de densidad numérica de las galaxias débiles $\eta_{F_{12}}/\eta_{C_{12}}$ y $\eta_{F_{14}}/\eta_{C_{14}}$, para cada valor de redshift considerado se encuentran en la figura 4.2. En primer lugar, observamos que la población de galaxias débiles presenta diferentes historias evolutivas cuando se comparan los grupos fósiles con los controles. Analizando estos perfiles relativos de una manera más detallada podemos remarcar los siguientes aspectos:

- Para $z > 0,75$, y casi independientemente de la distancia al centro, los grupos fósiles presentan mayor densidad de galaxias débiles que sus contrapartes controles.
- Para $0,2 \lesssim z \lesssim 0,5$ esta tendencia se invierte, siendo la población de galaxias débiles más densa en la muestra de controles que en los grupos fósiles.

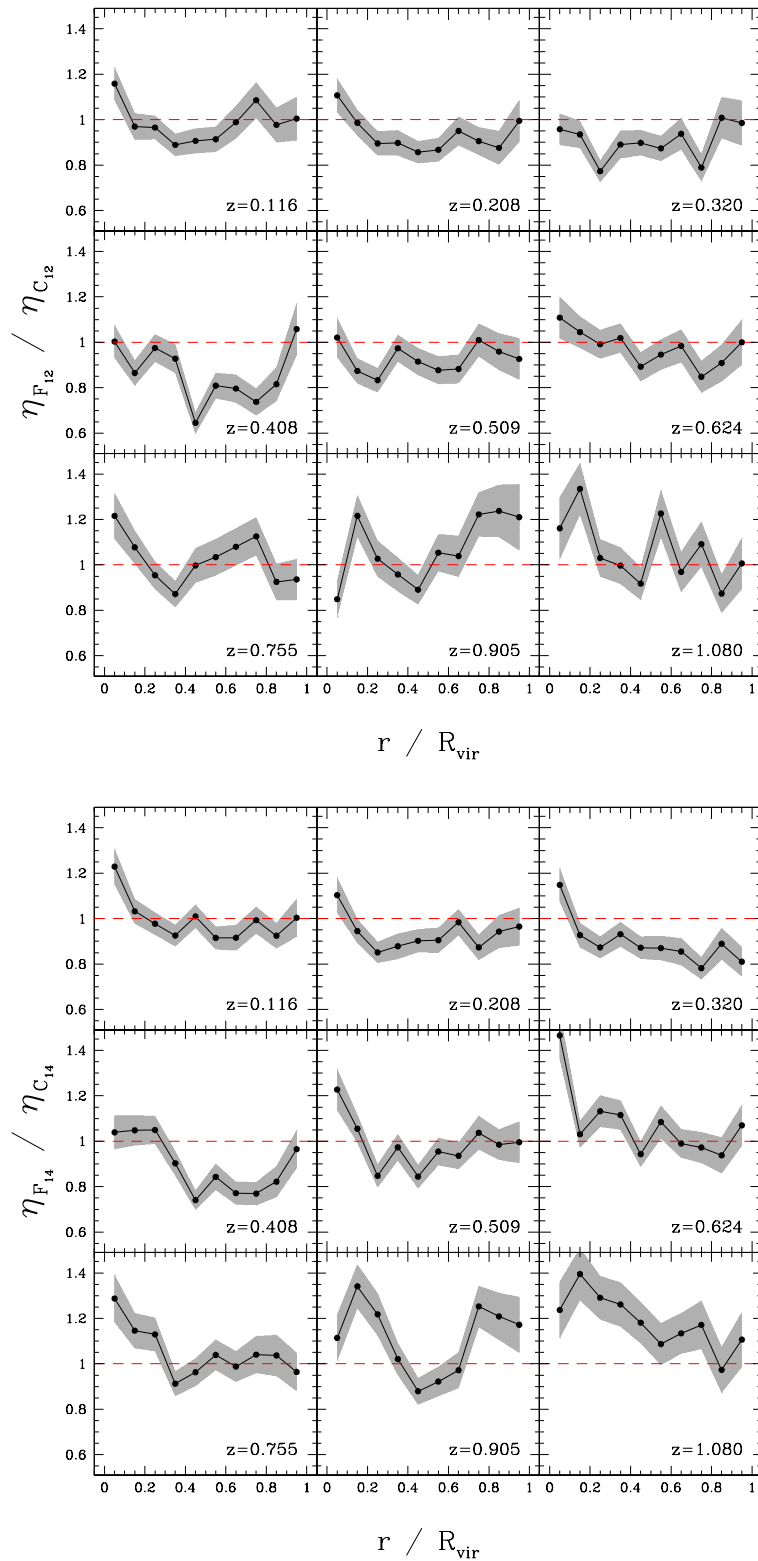


Figura 4.2: Cociente fósil-control de los perfiles de densidad numérica para los diferentes estados evolutivos. Los paneles superiores son para la categoría 12, mientras que los paneles inferiores muestran la categoría 14 (Kanagusuku et al., 2016)

- Finalmente, y en concordancia con los resultados de la figura 4.1, grupos fósiles y controles llegan a $z \sim 0$ con densidades similares de galaxias débiles, una vez más siendo los sistemas fósiles más densos en las regiones más internas.
- Estos resultados parecen ser independientes de la categoría (12 o 14) bajo análisis. Aún así, puede notarse una leve tendencia a que en los cocientes de la categoría 14 se observen densidades más altas de galaxias débiles para los grupos fósiles en las regiones internas de los grupos.

Ya que las diferencias notadas fueron en general independientes de la distancia al centro, decidimos analizar la evolución de la población de galaxias débiles únicamente teniendo en cuenta el estado evolutivo de los sistemas. En la figura 4.3 se muestra el número medio de galaxias débiles en grupos fósiles y controles como función del redshift. Este número ha sido estimado del perfil de densidad numérica como

$$\langle N_{faint} \rangle = N_G^{-1} \int_0^1 \eta(r/R_{vir}) dV,$$

donde dV es el diferencial de volumen y N_G es el número de grupos en cada muestra. El panel superior corresponde a la categoría 12 y el inferior a la categoría 14, mientras que los paneles interiores muestran el cociente fósil-control de los perfiles de número medios. Nuevamente vemos que la evolución de la población de galaxias débiles en grupos fósiles ocurre de manera diferente que la de controles. Si bien, en ambos casos la densidad de galaxias débiles aumenta en todo el rango considerado de redshift, en el intervalo $0,3 \lesssim z \lesssim 0,6$ las densidades medias de galaxias débiles en sistemas de control aumenta suavemente, mientras que en los sistemas fósiles se puede apreciar un amesetamiento de las mismas. Luego, para $z < 0,2$ (hasta $z = 0$) la población de galaxias débiles aumenta rápidamente su densidad en los grupos fósiles, igualándose a las densidades que presentan en $z = 0$ los sistemas de la muestra de control.

Motivados por estos resultados, nos preguntamos cuál podría ser la causa de esta diferencia en la evolución de la población de galaxias débiles en grupos fósiles y control. Una posibilidad es que las tasas de acreción y pérdida de galaxias débiles en las dos clases de sistemas ocurra de maneras diferentes para $0,3 \lesssim z \lesssim 0,6$. Para explorar esta posibilidad hemos clasificado, para cada valor de redshift, la población de galaxias débiles en dos categorías: miembros perdidos (*lost*), miembros nuevos (*new*).

Definimos como

perdidas: aquellas galaxias miembro que siendo identificadas en la salida inmediatamente más temprana, no fueron encontradas en la salida actual;
nuevas: aquellas galaxias miembro que sin haber sido identificadas en la salida inmediatamente más temprana, aparecen como miembros en la salida actual.

En la figura 4.4 se muestra el número medio de galaxias débiles, perdidas y

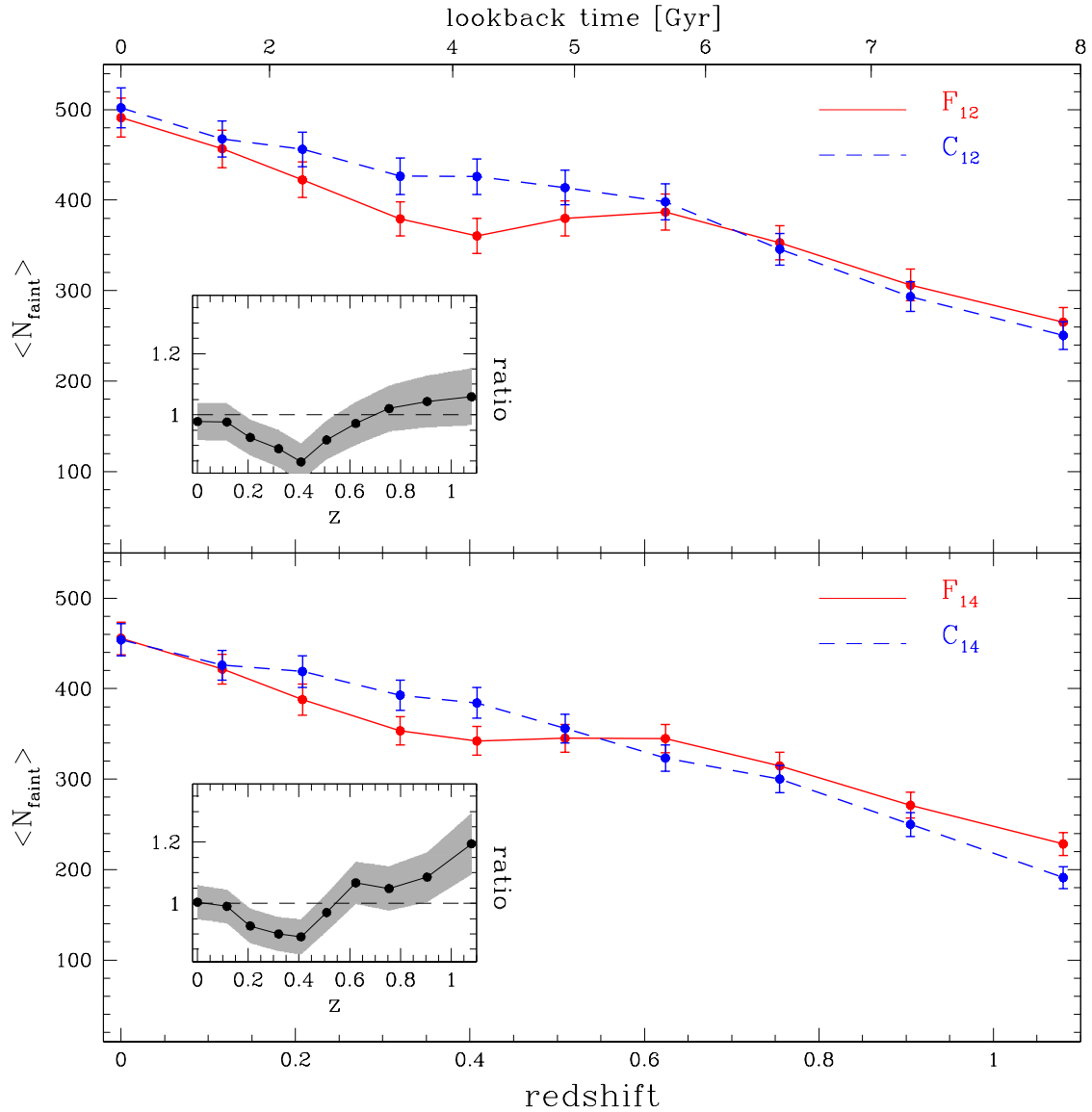


Figura 4.3: Número medio de galaxias débiles en fósiles (línea sólida) y controles (línea a rayas) como función del redshift. El panel superior es para los sistemas seleccionados en la categoría 12, mientras que los resultados para la categoría 14 se muestran en el panel inferior. Las bandas de error fueron calculadas usando la técnica de remuestreo bootstrap. Los paneles interiores muestran el cociente fósil-control de los perfiles numéricos, donde los errores fueron calculados usando el método de propagación de errores (Kanagusuku et al., 2016).

nuevas, en grupos fósiles y control como función del redshift. En el intervalo $0,3 \lesssim z \lesssim 0,7$ podemos ver que se incorpora un pequeño número de galaxias nuevas en todas las muestras. Sin embargo, en los fósiles la tasa de acreción se muestra más baja. Luego, para $z \lesssim 0,3$, los grupos fósiles parecen perder menos galaxias débiles que sus contrapartes control, y a su vez acretan nuevas galaxias más eficientemente. De la comparación de los paneles a la

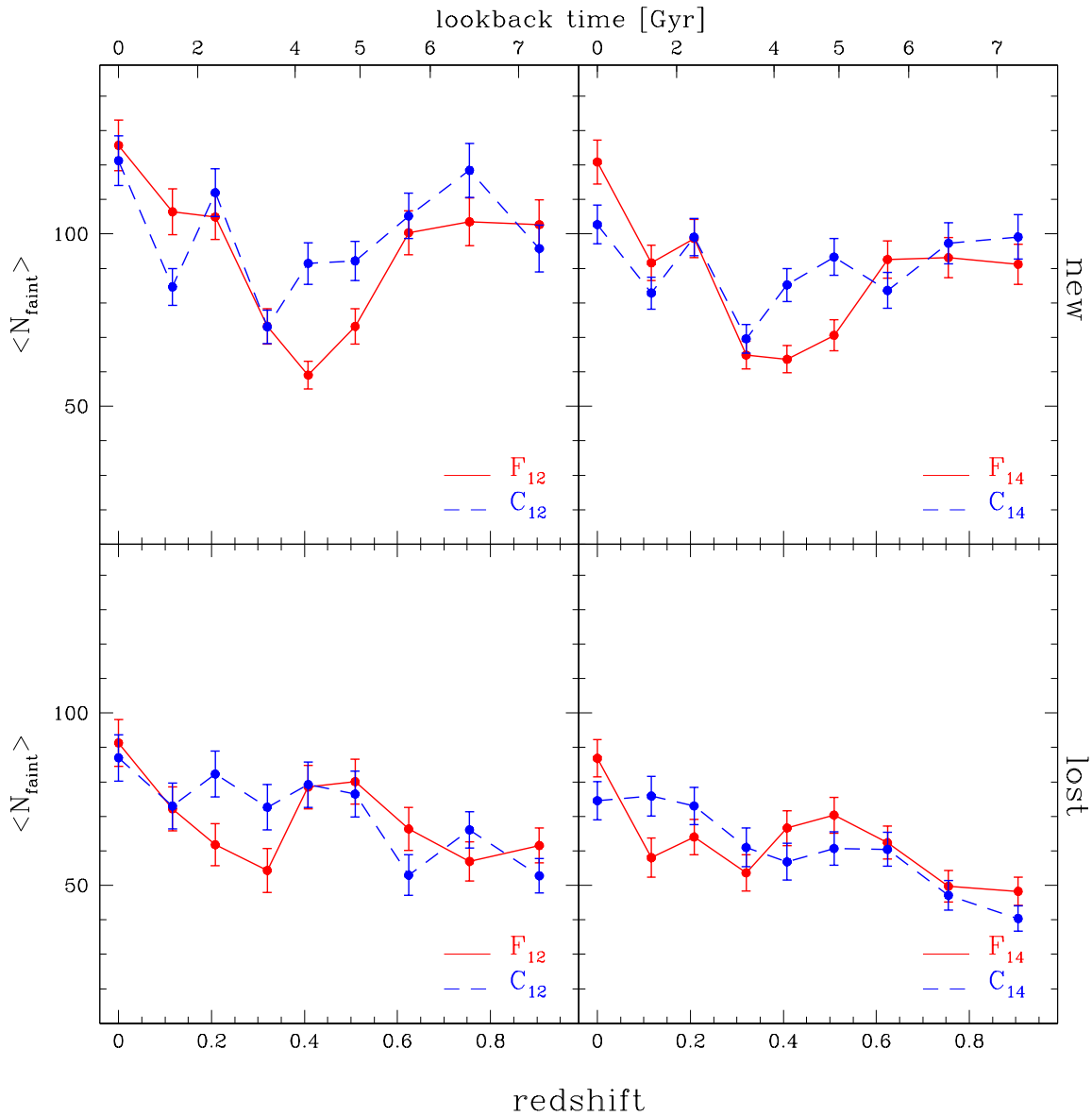


Figura 4.4: Número medio de galaxias débiles en fósiles y controles clasificadas como nuevos miembros (new, paneles superiores) o miembros perdidos (lost, paneles inferiores). Las bandas de error fueron calculadas usando el método de propagación de errores. Los paneles de la izquierda son para los sistemas de la categoría 12, mientras que los de la derecha se corresponden con la categoría 14 (Kanagusuku et al., 2016).

izquierda y a la derecha, podemos concluir que estos resultados son independientes del tipo de criterio que se utilice para definir a los sistemas fósiles (categoría 12 o 14).

Si analizamos simultáneamente estos resultados con lo observado en la figura 4.3, podemos ver que el número de galaxias débiles en grupos fósiles se mantiene constante en el rango $0,3 \lesssim z \lesssim 0,6$ como consecuencia de un fuerte decaimiento en la tasa de acreción de las mismas. Por otro lado, para valo-

res de redshift $z < 0,3$ el número de galaxias débiles crece rápidamente en los sistemas fósiles, llegando a $z = 0$ con valores similares a los que muestran los grupos control. Este crecimiento podría ser la consecuencia de la pequeña tasa de pérdida de galaxia débiles que los sistemas fósiles muestran para este intervalo de tiempo en conjunto con tasa de acreción un tanto mayor que la observada para la muestra de control.

Capítulo 5

Población de galaxias brillantes en Grupos Fósiles

Como hemos visto antes, los grupos fósiles son sistemas que se caracterizan por tener una galaxia central muy brillante, que alcanza una diferencia de hasta dos magnitudes con la segunda/cuarta galaxia más brillante del sistema. Es usual pensar que la formación de una galaxia elíptica central mucho más brillante que sus compañeras puede ser el desenlace evolutivo dentro de grupos que se han formado antes y que, por lo tanto, han pasado el tiempo suficiente dentro del grupo para que los procesos físicos que ocurren en el interior de ellos den lugar a la formación de una galaxia dominante. De alguna manera, esta línea de pensamiento también nos podría llevar a pensar que si dejáramos evolucionar a todos los grupos el tiempo suficiente, terminarían siendo sistemas fósiles. Sin embargo, hemos visto que los grupos de control que hemos seleccionado en este trabajo, se han formado en la misma época que los grupos fósiles, pero ellos no han sido capaces de desarrollar una galaxia central mucho más brillante que sus compañeras. Esto nos indica que la gran diferencia en magnitud entre la galaxia dominante de los grupos fósiles con sus compañeras no es una simple consecuencia del tiempo que llevan evolucionando dentro de él, sino que plantea interrogantes sobre cuáles son las características peculiares que deben satisfacer los sistemas para dar lugar a la formación de grupos fósiles.

En este capítulo mostraremos los resultados del análisis que hemos realizado sobre la historia evolutiva de las galaxias centrales en grupos fósiles, y la comparación con la evolución de las galaxias centrales de sistemas no-fósiles. Nuestro principal interés es determinar si las BCGs de grupos fósiles poseen historias evolutivas particulares, que se diferencian de aquellas que habitan entornos normales. Este estudio fue realizado en todos los SAMs para las muestras de fósiles y control definidas en base a dos criterios, tal como se describió en el capítulo 3.3. A pesar de que la incorporación del SAM G11MII fue realizada específicamente para el estudio de galaxias débiles, también fue

incluido en esta parte del trabajo pero teniendo en mente que la muestra de grupos con los que trabajaremos en ese SAM apenas supera la decena.

5.1. Evolución de las galaxias brillantes

Para lograr el objetivo propuesto, hemos reconstruido la evolución de algunas de las propiedades principales de las galaxias centrales en grupos fósiles, y hemos realizado estudios comparativos con las mismas propiedades de galaxias centrales en grupos de control.

En este trabajo nos centraremos en la evolución de la magnitud absoluta en la banda r, la masa estelar y la historia de ensamble de la galaxia más brillante de los sistemas, durante los últimos 8 Gyrs, es decir en el intervalo de tiempo desde $z \sim 1$ hasta $z = 0$. Vale recordar que en la construcción de las muestras, hemos impuesto la condición de que la progenitora de la BCG_0 sea siempre la galaxia más brillante del grupo que la hospeda en tiempos más tempranos. En el mismo período de tiempo analizamos, simultáneamente, la evolución de la magnitud absoluta de la 2da y 4ta galaxias más brillantes dentro de medio radio virial, y de la diferencia en magnitud absoluta entre la galaxia brillante y la segunda/cuarta galaxias más brillantes que da lugar a la clasificación como sistema fósil/control.

En las figuras 5.1 (modelo DLB), 5.2 (modelo G11), 5.3 (modelo G11MII), 5.4 (modelo G13) y 5.5 (modelo SAG) se puede ver la evolución desde $z \sim 1$ hasta $z = 0$, para grupos fósiles (rojo) y de control (azul) de las medianas de las siguientes propiedades, desde arriba hacia abajo:

- la magnitud absoluta en la banda r de la BCG (M_1),
- la magnitud de la segunda galaxia más brillante dentro de medio radio virial (M_2),
- la magnitud de la cuarta galaxia más brillante dentro de medio radio virial (M_4),
- la diferencia en magnitud absoluta entre las dos galaxias más brillantes (ΔM_{12}),
- la diferencia en magnitud absoluta entre la primera y la cuarta galaxias más brillantes (ΔM_{14}),
- la masa estelar de la BCG (\mathcal{M}_1^*),
- la masa estelar de la BCG normalizada a su masa final a $z = 0$, $\mathcal{M}_1^*/\mathcal{M}_{1,0}^*$;
- y por último, la fracción de bariones del grupo contenida en la BCG, definida como $f_{b,1} = \frac{\Omega_m}{\Omega_b} \frac{\mathcal{M}_1}{\mathcal{M}_{\text{vir}}}$.

El conjunto de paneles izquierdos corresponde a los grupos seleccionado con el criterio original (categoría 12), mientras que los paneles derechos se corresponden con la clasificación hecha con el criterio alternativo (categoría 14). Las líneas y puntos representan las medianas de las propiedades en cada

redshift, mientras que las bandas sombreadas y vacías corresponden al rango semi-intercuartílico para fósiles y controles, respectivamente. En las siguientes secciones analizaremos estos resultados en detalle.

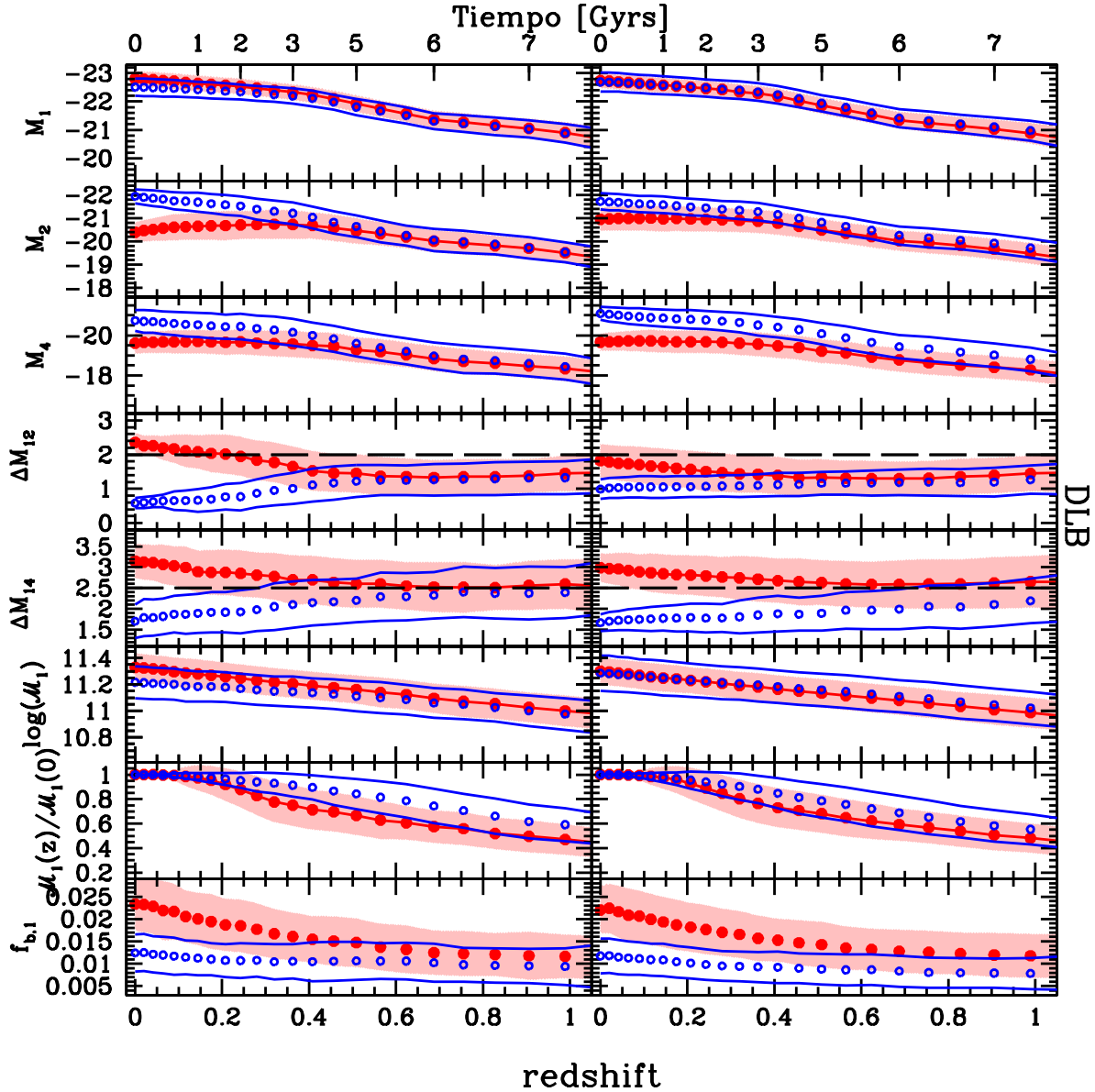


Figura 5.1: Evolución de las propiedades de las galaxias brillantes en grupos fósiles (rojos) y de control (azules) definidos de acuerdo con el criterio original (izquierda) y con el criterio alternativo (derecha) en el modelo DLB. Desde arriba hacia abajo pueden verse las magnitudes absolutas de la primera, segunda y cuarta galaxias más brillantes dentro de medio radio virial; la diferencia en magnitud entre la primera y la segunda, y la primera y la cuarta galaxias más brillantes, la masa estelar de la galaxia más brillante, el cociente entre la masa estelar de la galaxia más brillante y su masa estelar a redshift 0, y la fracción de bariones del grupo contenida en la galaxia más brillante. Las magnitudes absolutas están mostradas como $M_r - 5\log(h)$ y las unidades de las masas estelares son $[M_\odot h^{-1}]$.

5.1.1. Fase fósil de los grupos

Como primer paso, podemos realizar un análisis comparativo entre las dos definiciones que hemos utilizado para la construcción de las muestras de grupos fósiles. Analizando los paneles centrales de las figuras anteriores, ΔM_{12} y ΔM_{14} , las líneas horizontales a trazos representan los cortes inferiores de los criterios original y alternativo para definir sistemas fósiles.

En los paneles izquierdos (Categoría 12), los grupos a $z = 0$ fueron seleccionados como fósiles en base a la diferencia ΔM_{12} . Sin embargo, podemos ver que gran parte de estos grupos fósiles (más del 75 %) también cumplirían el criterio $\Delta M_{14} \geq 2,5$, en acuerdo con el trabajo de Dariush et al. (2010). No se observa lo mismo cuando analizamos los grupos de categoría 14 (paneles derechos): muy pocos de ellos satisfarían el criterio original a $z = 0$ con $\Delta M_{12} \geq 2$ (excepto en el modelo SAG donde más de la mitad de los fósiles de categoría 14 (F_{14}) también serían fósiles con el criterio original).

Por otro lado, si comparamos la cantidad de tiempo en el que, para los grupos F_{12} , la ΔM_{12} ha estado por arriba del límite 2 con el tiempo en el que la ΔM_{14} para los F_{14} ha superado el límite 2,5, vemos que ese período es mayor para los F_{14} , por lo que podemos decir que *los F_{14} han tenido una fase fósil más larga que los F_{12}* , algo que fue propuesto en el trabajo de Dariush et al. (2010) como una de las ventajas de su criterio alternativo. Mientras que los grupos de la categoría 12 logran desarrollar la diferencia en magnitud $\Delta M_{12} \geq 2$ para valores de redshift a partir de $z \sim 0,2$, los fósiles de la categoría 14 desarrollan la diferencia en magnitud $\Delta M_{14} \geq 2,5$ a partir de $z \sim 0,4$, permaneciendo en la fase fósiles por un período de tiempo de aproximadamente 3,5 Gyrs. Más aún, podemos ver que un gran porcentaje de grupos fósiles F_{14} han lucido como fósiles según este criterio incluso en épocas muy tempranas.

En particular este resultado es más notorio para los modelos DLB, G13 y SAG (figuras 5.1, 5.4 y 5.5), en los cuales más de la mitad de los grupos fósiles F_{14} , han tenido $\Delta M_{14} > 2,5$ durante los últimos 8 Gyrs (la mediana está siempre por encima de la línea de corte).

En cuanto a los grupos de control de cada categoría, podemos ver que los grupos de control C_{12} jamás han cumplido con el criterio $\Delta M_{12} > 2$, a pesar de que en tiempos tempranos tanto fósiles como controles tenían ΔM_{12} similares. No obstante, podemos ver que estos grupos control C_{12} han cumplido, en épocas tempranas, con el criterio $\Delta M_{14} > 2,5$. Este resultado se repite en los cinco SAMs considerados.

Por otro lado, cuando analizamos los grupos de control C_{14} obtenemos resultados diferentes dependiendo del SAM que estemos analizando. Para los modelos DLB, G11 y G11MII (figuras 5.1, 5.2 y 5.3) vemos que los grupos C_{14} nunca, o en muy pocos casos, han lucido como fósiles cumpliendo $\Delta M_{14} > 2,5$ en ningún momento de su historia evolutiva. Sin embargo, los modelos G13 y SAG muestran historias diferentes (figuras 5.4 y 5.5). Mientras que para el

primer caso podemos ver que un bajo porcentaje de grupos control C_{14} han atravesado una fase fósil en épocas muy tempranas ($z > 0,7$); para el modelo SAG vemos que un gran porcentaje de grupos de control han atravesado fases fósiles desde tiempos muy tempranos hasta recientemente ($z \sim 0,1$).

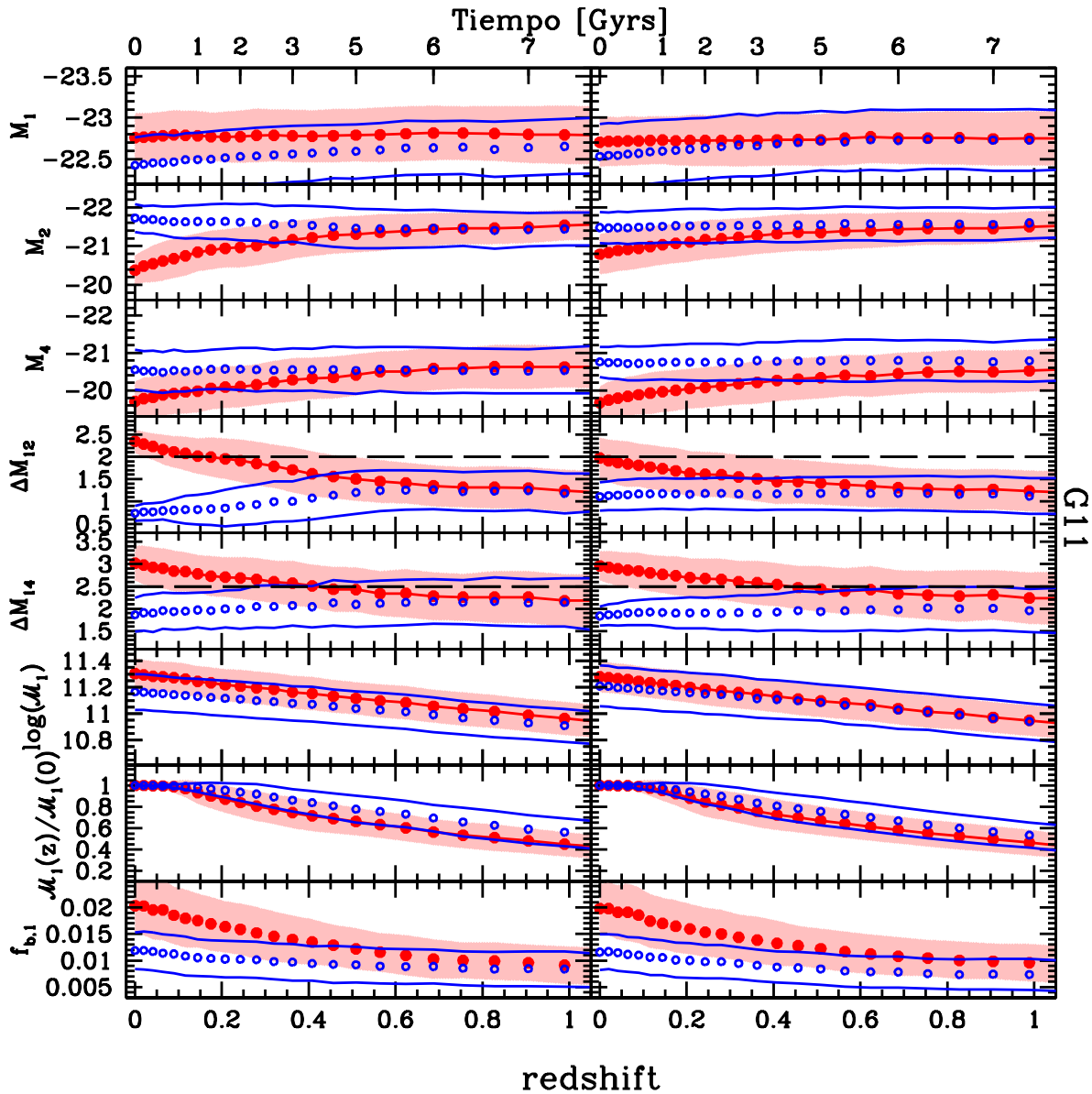


Figura 5.2: Idem figura 5.1 para el modelo G11. A la izquierda se muestran los grupos definidos con el criterio original y a la derecha los obtenidos con el criterio alternativo. En rojo, los grupos fósiles y en azul, los grupos de control.

En todos los SAMs, tanto la ΔM_{12} como la ΔM_{14} crecen para los grupos fósiles hacia redshift $z = 0$, mientras para los grupos de control esas diferencias se mantienen constantes o disminuyen. Para tratar de entender este comportamiento, analizaremos la evolución de las magnitudes de la primera y la segunda (cuarta) galaxias más brillantes involucradas en el cálculo de las diferencias.

Dependiendo del modelo SAM encontramos diferentes caminos por los que las ΔM crecen en los fósiles y no lo hacen para los controles:

- en los SAMs de Guo et al. (G11, G11MII y G13), para grupos de ambas categorías, la magnitud de la BCG de los grupos fósiles permanece prácticamente sin cambios durante todo el período analizado, y son la segunda y la cuarta galaxia las que se ven modificadas hacia magnitudes más débiles a medida que nos movemos hacia $z = 0$. Esto resulta en un crecimiento de las diferencias en magnitud como se mencionó anteriormente. El debilitamiento de la M_2 podría deberse a la evolución normal de las galaxias en estos modelos, pero también, en un escenario en el que la galaxia dominante se formara por fusiones de galaxias brillantes, la tendencia observada en la M_2 podría ser el efecto de que la segunda galaxia haya “desaparecido” y su lugar en el ranking de brillantes haya sido tomado por la 3era galaxia más brillante que es, por supuesto, más débil que M_2 .

En cambio, en los grupos de control, la mediana de la magnitud de las BCGs se debilita levemente hacia $z=0$ (recordemos que por la forma en la que hemos construido las muestras, la BCG es siempre la misma y es la galaxia más brillante del grupo que habita en cada z), mientras que la 2da y la 4ta galaxia sufren pocos cambios. Esto hace que las diferencias en magnitud disminuyan hacia redshifts bajos.

Si analizamos la evolución de la función de luminosidad en estos semianalíticos (Fig. 2.5), el extremo brillante de la FL sufre pocos cambios desde $z = 1$ hasta $z = 0$, mientras que el codo de la FL (M^*) se mueve hacia magnitudes más débiles desde $z = 1$ hasta $z = 0$. Este comportamiento de las funciones de luminosidad podría explicar, al menos parcialmente, las diferencias encontradas en la evolución de nuestras galaxias brillantes: la M_1 de los fósiles se ubica en el extremo brillante de la FL, por lo que sufren poca evolución en la FL de estos SAMs, tal como lo observamos en las figuras 5.2, 5.3 y 5.4. Por otro lado, la 2da (4ta) galaxia brillante de los grupos fósiles tienen magnitudes más similares a la M^* de la FL, que se debilitan al menos media magnitud hacia $z = 0$. Sin embargo, el cambio en la M_2 y M_4 que observamos aquí en fósiles es mayor que media magnitud, por lo que la evolución de la FL explicaría sólo parcialmente la evolución de la diferencia en magnitudes. Más aún, en el trabajo de Gozaliasl et al. (2014), analizando el SAM G11, los autores encontraron que el cambio en la magnitud característica de la función de luminosidad de galaxias en grupos fósiles sufre una importante variación desde $z = 0,5$ mientras que no lo observan en galaxias en grupos de control, en consonancia con lo encontrado en este trabajo más allá de las diferencias en la construcción de las muestras.

- en DLB, la BCG de grupos fósiles aumenta su brillo hacia redshift cero, mientras que las M_2 y M_4 que inicialmente crecían a igual velocidad que la BCG, dejan de crecer en los últimos 3 Gyrs. Esto conduce al crecimiento

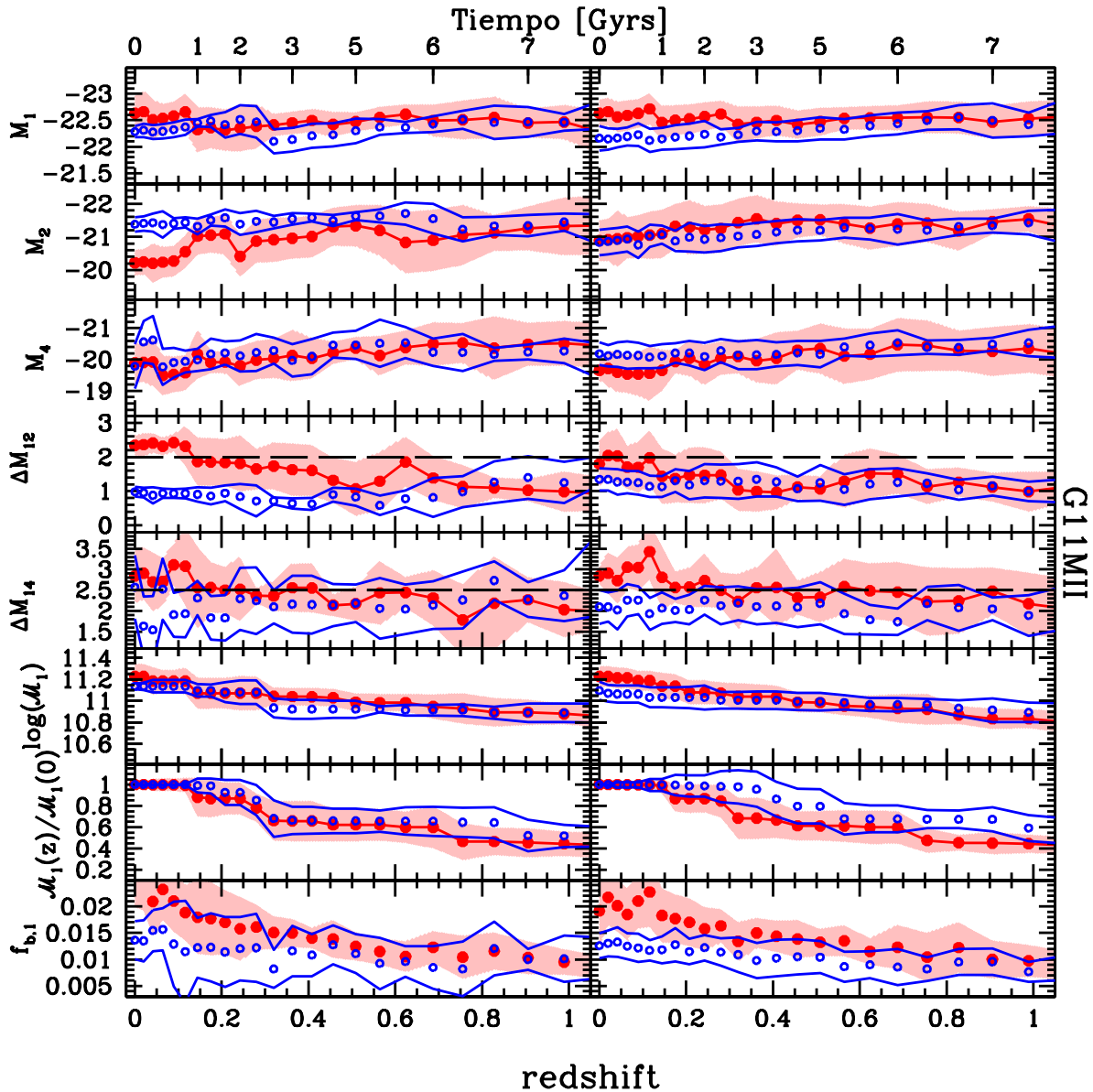


Figura 5.3: Idem figura 5.1 para el modelo G11MII. A la izquierda se muestran los grupos definidos con el criterio original y a la derecha los obtenidos con el criterio alternativo. En rojo, los grupos fósiles y en azul, los grupos de control.

de las diferencias en magnitud. En el caso de los grupos de control, tanto la M_1 como la M_2 y M_4 se vuelven más brillantes hacia redshift bajo, aunque el brillo de la M_1 de los C_{12} aumenta menos que el de sus vecinas, produciendo una disminución en las diferencias en magnitud. Respecto de la evolución de la función de luminosidad, en la figura 2.5 puede verse que este es el único SAM en el que tanto las galaxias brillantes como las M^* son casi 1 magnitud más brillante en $z = 0$ que en $z = 1$. Esto podría explicar el abrillantamiento (hasta $z \sim 0,4$) de las 2da/4ta galaxia de los fósiles, pero es insuficiente para explicar las dos magnitudes de diferencia que sufren las galaxias más brillantes, tanto de fósiles como

de control. Para entender el cambio en la pendiente de la evolución de M_2 y M_4 nuevamente podríamos plantear el escenario que se describió antes para los modelos de Guo et al., donde la 2da galaxia más brillante desaparece, tal vez como resultado de evento de fusión, y es reemplazada en su puesto por quien era la 3ra galaxia más brillante.

- en el SAG, el brillo de de las primera/segunda/cuarta galaxias va disminuyendo hacia redshift bajo, para todas las submuestras de fósiles y de control. Sin embargo, en los grupos fósiles, las 2da/4ta galaxias disminuyen su brillo más abruptamente que la BCG, lo que en definitiva lleva a que veamos como resultado un incremento en las diferencias en magnitud ΔM , mientras que en los controles la disminución en brillo es similar tanto en la BCG como en sus compañeras, por lo que vemos que la diferencia en magnitud se mantiene casi constante. La función de luminosidad de galaxias a $z = 0$ en el SAG, está desplazada hacia magnitudes más débiles respecto de la función de luminosidad a $z = 1$ (1 magnitud para las magnitudes más brillantes). Esto se ve reflejado en el comportamiento de la evolución de M_1 en los grupos fósiles y control. Pero, en los fósiles, las 2da/4ta galaxias más brillantes disminuyen aún más provocando un crecimiento en las diferencias en magnitud ΔM .

5.1.2. La galaxia más brillante del sistema

Independientemente del modelo semianalítico utilizado, a $z = 0$: *las galaxias dominantes en grupos fósiles son típicamente más brillantes y más masivas que sus contrapartes en grupos de control* (esto también puede observarse en las figuras 3.7 y 3.8, donde puede verse que las medianas son estadísticamente diferentes). Sin embargo, para casi todos los SAMs, *en épocas tempranas, las magnitudes y masas de las BCGs en fósiles y en control eran muy similares.*

A $z = 0$, las medianas de las magnitudes absolutas de la BCG_0 de grupos fósiles se encuentran en el rango $-23,4 \leq M_1 \leq -22,5$, mientras que las galaxias centrales de grupos control presentan magnitudes medianas entre los valores $-22,6$ y $-22,1$.

Lo mismo ocurre con las masas estelares de estas galaxias dominantes. En el caso de los grupos fósiles, las BCG_0 tienen masas estelares medianas que están comprendidas en el rango $10^{11,2} \mathcal{M}_\odot h^{-1} < \mathcal{M}_1 < 10^{11,7} \mathcal{M}_\odot h^{-1}$, mientras que las medianas de las masas estelares más altas de las BCG_0 de grupos de control tienen valores $\mathcal{M}_1 \sim 10^{11,3} \mathcal{M}_\odot h^{-1}$. Esta tendencia se muestra de una manera más pronunciada para el modelo SAG (figura 5.5).

A $z = 1$, las magnitudes absolutas de las BCGs en fósiles y control eran similares, con excepción de los grupos de categoría 12 en G13, donde las BCGs de controles tienen magnitudes más débiles, y en ambas categorías en el modelo

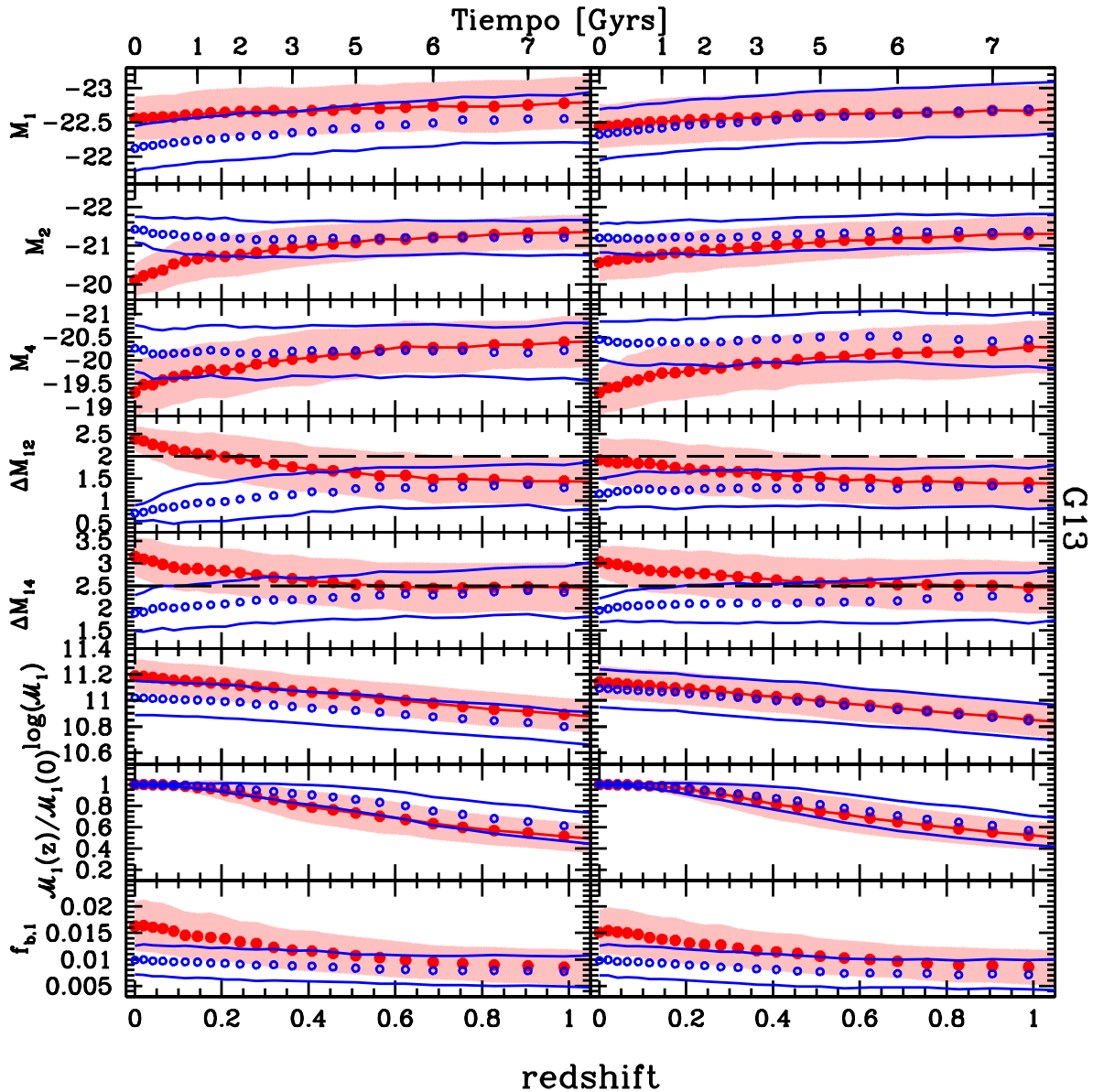


Figura 5.4: Idem figura 5.1 para el modelo G13. A la izquierda se muestran los grupos definidos con el criterio original y a la derecha los obtenidos con el criterio alternativo. En rojo, los grupos fósiles y en azul, los grupos de control.

SAG, donde las BCGs de control siempre fueron más débiles que las de fósiles. Lo mismo sucede con las masas estelares de las BCGs.

Cuando se analiza la historia evolutiva del ensamble de la masa estelar de las BCG¹, se puede ver que *las BCGs de grupos fósiles han logrado ensamblar su masa después de que las galaxias centrales de grupos control lo han hecho*, y esto se cumple para todos los SAMs. Mientras que las galaxias centrales de grupos control han ensamblado casi el 100% de su masa final entre los valores

¹si definimos como tiempo de ensamble al momento en el que la BCG ha logrado conseguir el 50 o el 80% de su masa final, obtenemos los mismos resultados

de redshift $0,15 < z < 0,2$, para este mismo intervalo de tiempo las BCGs de grupos fósiles han ensamblado en promedio un $\sim 80\%$ de la masa con la que llegarán a $z = 0$. Es decir, muy recientemente las BCGs de grupos fósiles han experimentado eventos que la llevan a incrementar un 20% de su masa a redshifts bajos², lo cual parece ser coincidente con la época de formación de la diferencia en magnitud.

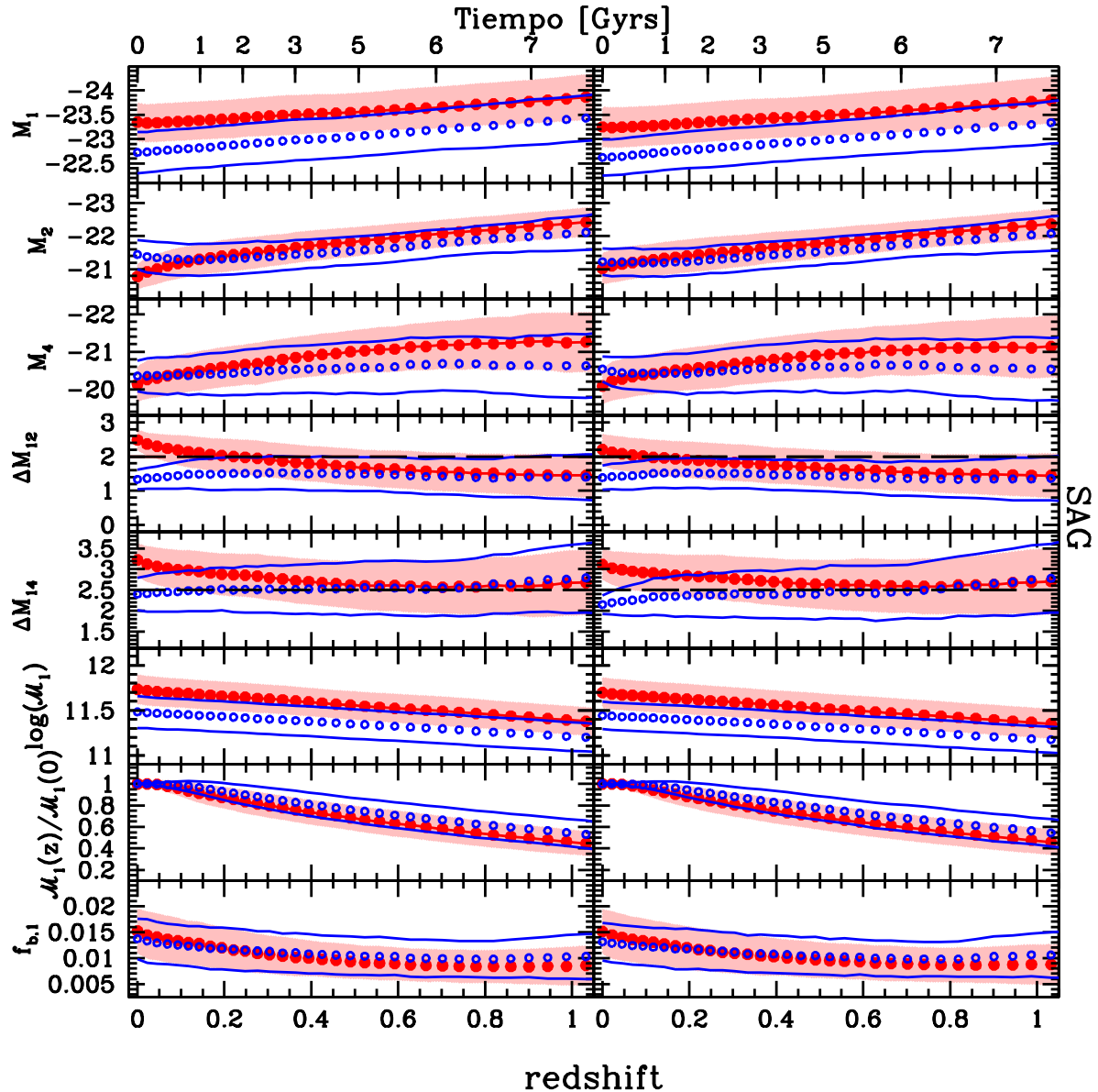


Figura 5.5: Idem figura 5.1 para el modelo SAG. A la izquierda se muestran los grupos definidos con el criterio original y a la derecha los obtenidos con el criterio alternativo. En rojo, los grupos fósiles y en azul, los grupos de control.

Por último, en todos los modelos excepto el SAG, para ambas categorías de grupos fósiles, podemos ver que la fracción de bariones del grupo contenida

² todos los resultados descriptos más arriba parecen ser más evidentes cuando se comparan grupos fósiles contra control de la categoría 12

en la galaxia más brillante de los grupos fósiles y control son similares a redshifts altos, aunque ligeramente más alta en fósiles, y alrededor de $z \sim 0,3$ o $z \sim 0,4$ esta fracción para los grupos fósiles empieza a crecer más rápidamente que en los grupos de control. En el modelo SAG, no se observan diferencias significativas entre fósiles y controles en la evolución de la fracción de bariones contenida en la BCG, aunque para $z > 0,7$ la fracción en fósiles es levemente inferior que en controles, mientras que para $z < 0,2$ esa tendencia se revierte. Como vimos en las figuras 3.7 y 3.8, el SAG es el único SAM en el que tanto la masa de los grupos como la masa de las BCGs son más grandes en fósiles que en control. Eso puede influir en las diferencias entre SAMs observadas en la evolución de $f_{b,1}$.

5.1.3. Las BCGs en diferentes SAMs

Como se mencionó en el capítulo 1.3.2, diferentes abordajes de los procesos que intervienen en la formación de galaxias, dan como resultado diferentes soluciones. En este trabajo estamos analizando resultados obtenidos de diferentes modelos semianalíticos y, por lo tanto, es necesario tener presente algunas diferencias entre ellos a la hora de realizar los estudios comparativos pertinentes.

Focalizándonos sólo en la evolución de las BCGs de los grupos seleccionados con el criterio original³, en la figura 5.6 podemos ver, para los cinco SAMs utilizados en esta tesis, la evolución de la magnitud absoluta en la banda r, de la masa estelar y de la fracción de bariones del grupo contenida en las BCGs. A la izquierda se muestran los resultados para las BCGs de grupos fósiles F_{12} y a la derecha para los grupos de control C_{12} .

En cuanto a la evolución de las magnitudes absolutas de las BCGs, podemos marcar algunas diferencias entre modelos. Mientras que en los modelos G11, G11MII y G13 las medianas de las magnitudes M_1 de los grupos fósiles no muestran una importante evolución, manteniéndose dentro de los límites $-22,4 < M_1 < -22,8$; para los modelos DLB y SAG la evolución de esta magnitud es significativamente diferente. En el modelo DLB, la mediana de la magnitud absoluta de las BCGs de fósiles se va volviendo más brillante hacia $z = 0$, siendo casi 2 magnitudes más débiles a $z = 1$ que en $z = 0$. A $z = 0$ este modelo predice magnitudes absolutas similares a las de los modelos de Guo et al.. Por su parte, en el SAG, las BCGs se van volviendo más débiles hacia $z = 0$, con un cambio en las medianas de 0,6 magnitudes en el rango analizado, siendo estas galaxias siempre más brillantes que las BCGs en los otros SAMs. Tendencias y diferencias similares entre los SAMs se observan en las medianas de las magnitudes absolutas de las BCGs de grupos de control.

³Los resultados para las BCGs de las muestras seleccionadas con el criterio alternativo son similares

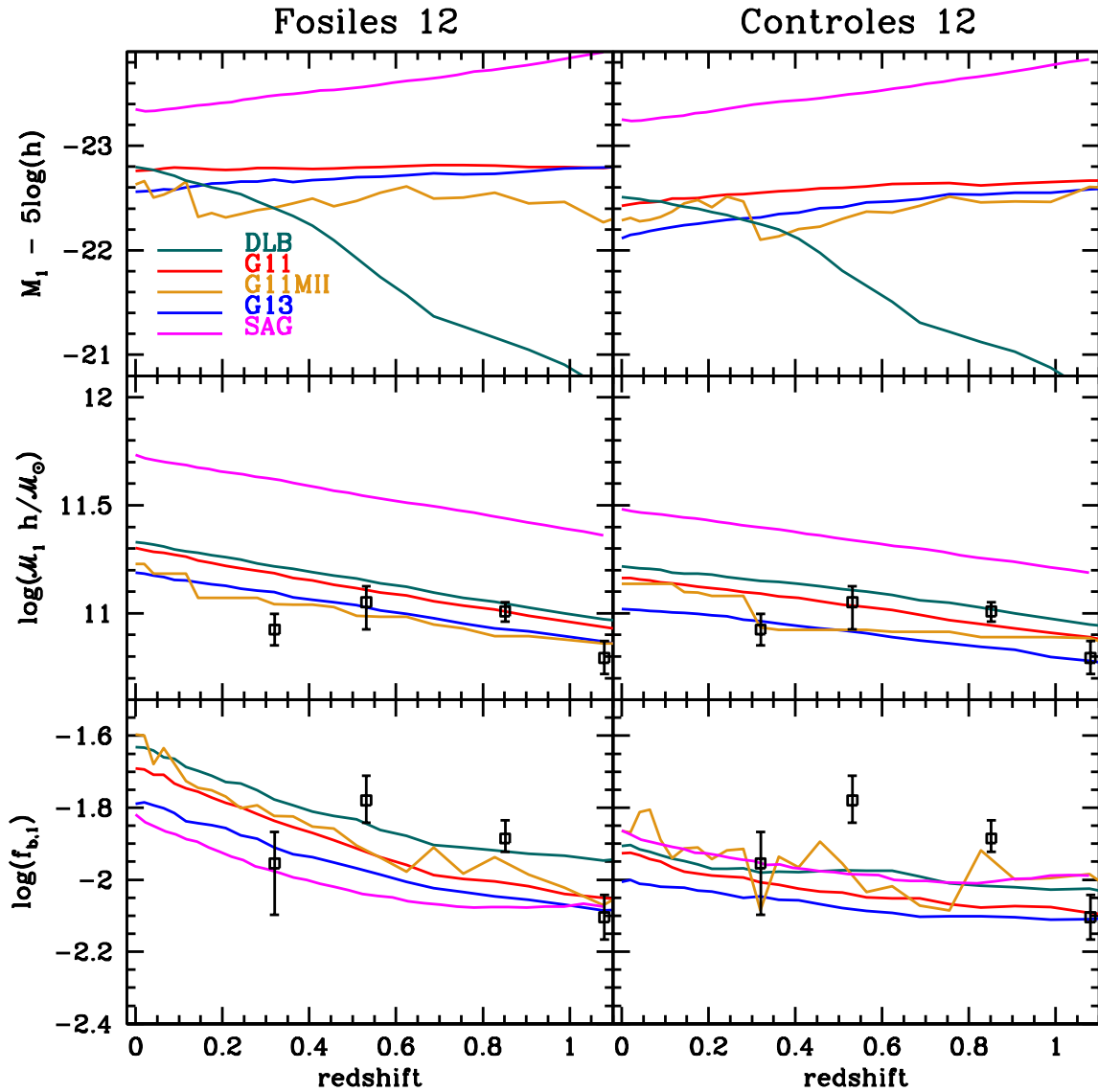


Figura 5.6: Evolución de la galaxia más brillante en los diferentes SAMs. De arriba hacia abajo: medianas de magnitud absoluta en la banda r, masa estelar y fracción de bariones del grupo contenida en la galaxia más brillante. A la izquierda, se muestran las medianas de las BCGs en grupos fósiles, y a la derecha las BCGs de los grupos de control, ambos seleccionados con el criterio original (ΔM_{12}). Por claridad, no se incluyeron los rangos intercuartílicos de estas cantidades. Los puntos con sus bandas de error corresponden a los datos observacionales de Gozaliasl et al. (2018)

Las diferencias entre SAMs en la evolución de la magnitud absoluta de las BCGs puede explicarse, al menos parcialmente, analizando la evolución de las funciones de luminosidad de galaxias en cada SAM. Como ya se mencionó anteriormente, el extremo brillante de la función de luminosidad en los modelos de Guo et al. ve poca o ninguna evolución desde $z = 1$ hasta $z = 0$. Por otro lado, el modelo DLB predice una evolución del extremo brillante de la FL ha-

cia magnitudes más brillantes desde $z = 1$ hasta $z = 0$, al contrario de lo que predice el modelo SAG.

Por otro lado, en todos los modelos el logaritmo de la mediana de la masa estelar de la galaxia central crece de manera lineal desde $z \sim 1$ hasta hoy, y en todos los SAMs la tasa de crecimiento es la misma (0,3 dex, es decir, un factor 2 en la masa estelar). Para los modelos DLB, G11, G11MII y G13 el rango de masas estelares de la BCG es similar, evolucionando dentro del rango $10^{10,9} - 10^{11,35} \mathcal{M}_{\odot} h^{-1}$, mientras que en el modelo SAG el rango de masas es más alto, para todos los valores de redshifts, haciendo que las masas estelares de las BCGs evolucionen dentro del rango $10^{11,4} - 10^{11,7} \mathcal{M}_{\odot} h^{-1}$. En la figura 5.6 pueden verse con puntos y barras de error las medianas de la masa estelar de las observaciones realizadas por Gozaliasl et al. (2018) para las BCGs de grupos identificados en rayos X con masas mayores que $10^{13,5} \mathcal{M}_{\odot}$. Estos autores encuentran que el logaritmo de la mediana de las masas estelares no crece de manera lineal, a diferencia de lo que muestran todos los SAMs. Puede verse que, en general, las masas estelares de los grupos fósiles predichas por casi todos los SAMs están en el mismo rango que las masas observacionales, con una tendencia a tener galaxias más masivas en fósiles a redshifts más bajos. El modelo SAG produce BCGs en grupos fósiles y controles mucho más masivas que las observaciones en todo el rango de redshifts. En los grupos de control, las predicciones de los SAMs de G13 y G11MII muestran un acuerdo con el rango de las observaciones para todos los redshifts, mientras que para DLB y G11, a redshifts bajos nuestros grupos de control parecen tener masas estelares más altas que las observadas. Hay que tener en cuenta que nuestros grupos fósiles y de control son submuestras restringidas de la muestra general de grupos en el mismo rango de masas viriales, por lo que la comparación con los datos observacionales es útil para fijar rangos de resultados pero no esperamos que se comporten necesariamente igual que las muestras generales.

Finalmente, respecto de la fracción de bariones del grupo contenida en la BCG en todos los SAMs, podemos ver que los cinco modelos muestran un crecimiento en esta fracción desde $z = 1$ hasta $z = 0$. En los grupos fósiles este crecimiento es de entre 0,25 y 0,35 dex dependiendo del SAM, mientras en los grupos controles el crecimiento de la fracción es de entre 0,1 y 0,17 dex. Comparado con los datos observacionales de Gozaliasl et al. (2018)⁴, nuevamente la forma en la que evoluciona la $f_{b,1}$ en sus observaciones es distinta de la forma en la que lo hacen los SAMs. En los bins de menor y mayor redshift para casi todos los SAMs (salvo DLB) los fósiles parecen ajustarse bien a la fracción de bariones en las BCGs observacionales, mientras que para los grupos control todos los SAMs parecen funcionar. Sin embargo, en tiempos intermedios, salvo para los fósiles en el modelo de DLB, las curvas de los SAMs subestiman el crecimiento de la fracción de bariones para esos tiempos.

⁴dado que la fracción de bariones en este trabajo fue calculada usando la M_{200} de los grupos, hemos corregidos dichas fracciones usando que $M_{vir} \sim 1,2 M_{200}$ (White, 2001) para hacerlas comparables a las fracciones de nuestro trabajo.

Capítulo 6

Fase compacta de los Grupos Fósiles

Una pequeña fracción de los grupos de galaxias que conocemos en el universo son clasificados como “Grupos Compactos”. Aún siendo objetos raros (responsables del $\sim 1\%$ de la densidad de luminosidad del universo, Mendes de Oliveira & Hickson 1994), su alta densidad de galaxias y la baja dispersión de velocidades, los transforman en laboratorios ideales para el estudio de las transformaciones que sufren las galaxias a través de procesos de fusión y sometidas a los efectos de fricción dinámica cuando se encuentran en ambientes sobredensos. Barnes (1989) realizó un estudio evolutivo de grupos compactos simulados, encontrando que este tipo de sistemas evoluciona en una galaxia elíptica y que lo hacen en una escala de tiempo considerablemente corta ($< 0,02$ del tiempo de Hubble). Por su parte, los grupos fósiles son sistemas dominados por una galaxia elíptica central muy luminosa que, se estima, es el resultado final de procesos de fusión que han ocurrido entre las galaxias miembro de estos sistemas. En un escenario como éste, podríamos pensar que los grupos compactos son sistemas donde podrían darse las condiciones perfectas que darían lugar a la formación de las galaxias elípticas brillantes que dominan los grupos fósiles. Esta hipótesis nos lleva a pensar que los sistemas fósiles podrían ser el estado evolutivo final de los grupos compactos, luego de haber transcurrido el tiempo suficiente para que estos últimos evolucionen y colapsen en una galaxia central dominante.

Desde que esta hipótesis fue planteada en la literatura, surgieron algunos argumentos en su contra. Por un lado, los grupos compactos que se conocen en el universo cercano no están comúnmente inmersos en estructuras masivas, sino más bien en estructuras dispersas, lo que daría como resultado de su evolución galaxias elípticas aisladas antes que configuraciones de sistemas fósiles. Y, por otro lado, se ha encontrado que la gran mayoría de grupos compactos conocidos en el universo local, no serían lo suficientemente masivos para ser los precursores de los grupos fósiles (recordemos que los sistemas

fósiles presentan masas viriales $> 10^{13.5} h^{-1} M_{\odot}$). Sin embargo, existen casos de grupos compactos que se encuentran rodeados de un gran número de galaxias de baja luminosidad en un gran pozo de potencial, y además casos de grupos compactos lo suficientemente masivos (como el grupo compacto de Hickson HCG 62), que podrían ser los precursores de los grupos fósiles (Mendes de Oliveira & Carrasco, 2007).

Para poder confirmar la existencia de esta conexión evolutiva entre grupos fósiles y compactos, es necesario realizar estudios estadísticos de estos sistemas. En la etapa final de este trabajo exploraremos entonces esa posible conexión, bajo la hipótesis de que los grupos fósiles sean el desenlace evolutivo de sistemas compactos.

6.1. Definición Observacional de Grupos Compactos

Los grupos compactos son sistemas pequeños, relativamente aislados, donde cuatro o cinco galaxias muy luminosas conviven en una región muy pequeña (~ 100 kpc). El primer ejemplo de grupo compacto fue encontrado por Stephan (1977). Años más tarde, Hickson (1982) fue el primer autor que establece criterios para la búsqueda sistemática de estos grupos, identificando visualmente 100 sistemas compactos sobre las placas del “Palomar Observatory Sky Survey”(POSS). Hickson seleccionó grupos compactos en proyección en el cielo combinando el número de miembros de luminosidades comparables (≥ 4) con el grado de aislamiento del grupo y su compacticidad (en términos del brillo superficial total de estas galaxias promediadas sobre el área cubierta por las mismas). Los dos últimos criterios pretendían excluir los cúmulos de galaxias, sin dejar de seleccionar regiones de alta densidad. Estos conjuntos se denominan Grupos compactos de Hickson (HCG por sus siglas en inglés, ‘Hickson Compact Groups’). Podemos resumir estos criterios de selección de la siguiente manera:

- **Población:** $N \geq 4$
- **Compacticidad:** $\mu_R \leq 26 \text{ mag arcsec}^{-2}$
- **Aislamiento:** $\Theta_N > 3\Theta_G$

donde, N es el número de galaxias miembro en un rango de tres magnitudes respecto de la galaxia más brillante (en la banda R); μ_R es el brillo superficial, en la banda R, promediado sobre el círculo más pequeño que circunscribe los centros de la galaxias; Θ_G es el diámetro angular del círculo circunscrito más pequeño; y Θ_N es el diámetro angular del círculo concéntrico más grande que no contiene ninguna otra galaxia en el rango de tres magnitudes considerado o más brillante.

A partir del catálogo de Hickson, y gracias a la disponibilidad de nuevos relevamientos del cielo, se han construido diferentes catálogos de estos sistemas utilizando algoritmos automáticos para su búsqueda, e incluyendo restricciones a lo largo de la línea de la visual. En todos ellos, siempre se mantienen las premisas fundamentales propuestas por Hickson tratando de encontrar sistemas pequeños de galaxias similares que están espacialmente aislados.

La naturaleza de los grupos compactos ha sido, desde su descubrimiento, un tema de gran interés. Los estudios sobre esta clase de sistema que han intentado entender su naturaleza, fueron motivados principalmente por el siguiente interrogante: ¿Cómo es posible que unas cuantas galaxias brillantes coexistan en una pequeña región del espacio, donde se espera que los tiempos dinámicos sean más cortos y las fusiones ocurran más rápido (Mamon, 1992; Barnes, 1985; Mamon, 1987; Bode et al., 1993)?.

Históricamente se han manejado tres propuestas respecto de la formación de los grupos compactos. Por un lado, Hickson (1982) y Hickson & Rood (1988) propusieron que los grupos compactos son sistemas físicamente densos, prontos a fusionarse en una única galaxia. En un escenario como este, las galaxias que se fusionan serían reemplazadas por las galaxias del entorno del grupo difuso en el que habitarían los compactos (Diaferio et al., 1994), de manera que siempre sería posible encontrar nuevos grupos compactos. Por otro lado, Rose (1977) y Ramella et al. (1994) propusieron que los grupos compactos podrían ser núcleos temporales de grupos difusos, por lo que la detección de tales grupos sería transitoria. Por último, varios autores coincidían en que los sistemas compactos serían en realidad alineamientos aleatorios a lo largo de la línea de la visual con grupos difusos más grandes (Rose, 1977; Walke & Mamon, 1989), con cúmulos (Walke & Mamon, 1989) o con filamentos (Hernquist et al., 1995). Este último escenario fue estudiado por McConnachie et al. (2009) y por Díaz-Giménez & Mamon (2010) usando catálogos sintéticos de galaxias. Los autores encontraron que no todos los grupos compactos pueden explicarse como alineamientos aleatorios, si no que entre el 40 % y el 60 % de los grupos compactos no lo son, sino que son entidades físicamente densas.

El hecho de que unas cuantas galaxias brillantes coexistan en una región tan pequeña, donde se espera que dichas galaxias se fusionen más rápido, los convierte en lugares donde las interacciones y fusiones de galaxias son eventos frecuentes. Mamon (1992); Barnes (1985) y Mamon (1987) estudiaron los tiempos dinámicos cortos y las fusiones de galaxias en sistemas de alta densidad. Ya que las galaxias de tipo temprano pueden formarse a través de fusiones de galaxias tardías, la gran fracción de galaxias tempranas en grupos compactos podría explicarse por una alta frecuencia de interacciones y fusiones de sus galaxias miembros. Es por esto que los grupos compactos resultan muy interesantes a la hora de estudiar la evolución y formación de galaxias en entornos muy densos.

Es de esperar, entonces, que las galaxias de grupos compactos rápidamente se fusionen para formar una galaxia muy luminosa, esto es, una galaxia

elíptica gigante (Mamon (1992); Schneider & Gunn (1982); Mamon (1987); Barnes (1985); Dubinski (1998)). Siguiendo esta hipótesis y teniendo en cuenta que los grupos fósiles presentan tiempos de formación más tempranos que los grupos compactos (Farhang et al. (2017)), surge el siguiente interrogante: *¿Podrían ser los grupos fósiles un estado evolutivo avanzado de los grupos compactos?*. Guiados por esta pregunta buscaremos analizar la posible existencia de una relación evolutiva entre grupos fósiles y compactos, intentando determinar si los sistemas compactos podrían ser sistemas de galaxias en un estadio previo a convertirse en grupos fósiles. Para ello lo que haremos será estudiar el “historial compacto” de los grupos fósiles de nuestras muestras. Básicamente, intentaremos determinar si aquellos grupos que hoy lucen como fósiles han lucido como sistemas “compactos” algunas vez. Más aún, estaremos interesados en indagar si aquellos sistemas que han atravesado una “fase compacta”, lo han hecho al mismo tiempo que han iniciado su fase fósil.

6.2. Criterios de compacticidad y aislamiento

Como se mencionó anteriormente, en base a la definición original de HCGs, los grupos compactos son sistemas relativamente aislados, donde entre 4 y 10 galaxias brillantes conviven en una región pequeña del espacio. Dado que la definición clásica de grupos compactos se refiere a sistemas identificados en el espacio de redshifts en el universo cercano ($z = 0$), para mantener el espíritu de la definición de los HCGs en este trabajo deberemos re-interpretar los criterios de Hickson para poder aplicarlos a nuestras muestras tridimensionales en el espacio real y en diferentes estadios temporales.

Así, nuestro principal objetivo será analizar si los grupos que hemos identificado como fósiles han experimentado fases en las cuales sus galaxias más brillantes se encontraban en estrecha cercanía (equivalente al criterio de compacticidad de Hickson) que pudieran favorecer escenarios de fusión, y además estudiar si estos sistemas han atravesado intervalos de tiempo donde las galaxias brillante del sistema se encontraban aisladas respecto de otras galaxias brillantes (equivalente al criterio de aislamiento de Hickson).

A continuación, describiremos los criterios que utilizamos para tener una idea de la historia de *compacticidad* y *aislamiento* de nuestros grupos simulados, a lo largo de sus historias evolutivas.

Criterio de compacticidad

Como primer paso, análogamente al criterio de compacticidad de Hickson, definiremos un criterio que nos brinde información de cuán cerca (en 3D) se encuentran las galaxias del grupo que poseen magnitudes dentro del rango

$M_{BCG,r} \leq M_r \leq M_{BCG,r} + 3$. El rango de 3 magnitudes elegido aquí conserva la idea original de Hickson en donde sólo se consideran a las galaxias más brillantes para definir los miembros del grupo. Dado que la compacticidad en el criterio original fue definida en términos de las magnitudes aparentes y separaciones angulares en el plano del cielo entre los miembros del grupo compacto, es necesario proponer un criterio alternativo para nuestro trabajo.

Para esto hemos seguido el trabajo de Díaz-Giménez & Mamon (2010), en el cual los autores desarrollaron un estudio de grupos compactos sintéticos identificados a $z = 0$ en el espacio de redshifts siguiendo los lineamientos del trabajo de Hickson (1982) y Mendes de Oliveira & Hickson (1994), y luego, haciendo uso de la información espacial de las simulaciones fijaron un criterio en 3D en el espacio real para distinguir entre sistemas físicamente densos (compactos reales) y alineamientos aleatorios. En ese trabajo, analizaron la máxima separación entre pares de galaxias en 3D entre las 4 galaxias más cercanas dentro del grupo ($d_{4,max}$) y la elongación de los sistemas en la dirección radial, también en el espacio real. Los autores encontraron que el límite $d_{4,max} < 200 \text{ kpc h}^{-1}$ permite realizar una distinción entre sistemas físicamente densos y alineamientos aleatorios. Basándonos en este resultado, definimos nuestro criterio de compacticidad de la siguiente forma:

Diremos que un grupo ha atravesado una fase compacta si cumple que la máxima separación intergaláctica entre sus cuatro galaxias más cercanas dentro de un rango de 3 magnitudes respecto de la BCG cumple que $d_{4,max} < 200 \text{ kpc h}^{-1}$ durante un período de tiempo de al menos 2 Gyrs.

Es importante tener presente de aquí en adelante que para nosotros el término “compacto” hace referencia sólo a la separación física de las galaxias en grupos, y no exactamente a la definición formal de Hickson de “grupo compacto”, que se describió al comienzo de este capítulo en donde se incluyen al mismo tiempo tanto tamaño de los grupos como aislamiento espacial.

Criterio de aislamiento

En el criterio original de Hickson, el aislamiento se mide en proyección en el cielo y un grupo se considera aislado si, dentro de un anillo de radio exterior igual a 3 veces el radio del círculo mínimo que define al grupo, no hay galaxias en el mismo rango de magnitudes que los miembros brillantes del grupo o más brillantes. Para adaptar este criterio a nuestro estudio, buscamos definir un nuevo criterio que examine el espacio tridimensional alrededor del grupo, pero manteniendo la idea de aislamiento sólo respecto de objetos brillantes.

Entonces, para definir el criterio de aislamiento de los grupos, construimos el perfil de densidad numérica de las galaxias miembro que se encuentran en el rango $M_{BCG,r} \leq M_r \leq M_{BCG,r} + 3$, en función de la distancia al centro de los grupos normalizada al radio virial de cada uno ($\rho_m(r/r_{vir})$). Luego, hicimos

lo mismo para las galaxias no-miembro de los grupos y que están dentro del mismo rango de magnitudes o son más brillantes que la BCG ($\rho_{nm}(r/r_{vir})$), y comparamos ambos perfiles. Definimos nuestro criterio de aislamiento de la siguiente manera:

Diremos que un grupo está aislado en un dado redshift si, en el rango comprendido entre la distancia máxima al centro de los miembros en un rango de 3 magnitudes respecto de la brillante (d_{max}) y 3 veces ese valor de distancia, el perfil de densidad numérica de las galaxias no-miembro en un rango de tres magnitudes respecto de la BCG o más brillantes es menor que el 10% del valor del perfil de densidad numérica de los miembros en el rango de 3mags a la distancia máxima:

$$\rho_{nm}(d_{max} < r < 3 d_{max}) < 0,1 \times \rho_m(d_{max})$$

Para acercarnos de la mejor manera posible a la naturaleza de los HCGs, para la definición de este criterio hemos trabajado con las galaxias, tanto miembros como no-miembros, que se encuentran en un rango de 3 magnitudes respecto de la galaxia más brillante de los sistemas o más brillantes que la BCG. De esta manera, al igual que en las observaciones, estaremos permitiendo que objetos más débiles puedan habitar la vecindad de los grupos, pero no así objetos brillantes.

En la figura 6.1 se muestra un ejemplo de un grupo que ha sido clasificado como aislado con el criterio antes descrito. En el gráfico superior, se muestran las posiciones de todas las galaxias en la región determinada dentro de 3 veces el radio virial del grupo (proyecciones xy , zy y xz). Con puntos negros están representadas las galaxias miembro del grupo, mientras que los puntos azules son las galaxias que no fueron vinculadas como miembros por el algoritmo de identificación. En el gráfico inferior, se muestran las mismas proyecciones espaciales pero sólo para las galaxias con magnitudes absolutas $M_r \leq M_{BCG,r} + 3$. Los círculos a trazos en cada panel representan las esferas cuyos radios son la distancia máxima (d_{max}) de los miembros del grupo que tienen magnitudes en el rango $M_{BCG,r} \leq M_r \leq M_{BCG,r} + 3$, y tres veces esa distancia. Como mencionamos anteriormente, se puede ver en esta figura que existe una notable diferencia en el entorno de los grupos cuando se consideran todas las galaxias o sólo las galaxias en un rango de magnitudes determinado. Sólo al restringir las galaxias a un rango de magnitudes acotado, las galaxias brillantes del grupo lucen aisladas.

En el panel inferior derecho del gráfico inferior, se muestra el perfil de densidad numérica de las galaxias miembro en el rango de magnitudes mencionado (rojo) y el perfil de densidad numérica de las galaxias no miembros en el mismo rango de magnitudes o más brillantes (azul). Las líneas verticales representan las distancias d_{max} y $3d_{max}$ normalizadas al radio virial del grupo, mientras que la línea horizontal representa el umbral definido como el 10% del perfil de densidad a la distancia d_{max}/r_{vir} de las galaxias miembro consideradas.

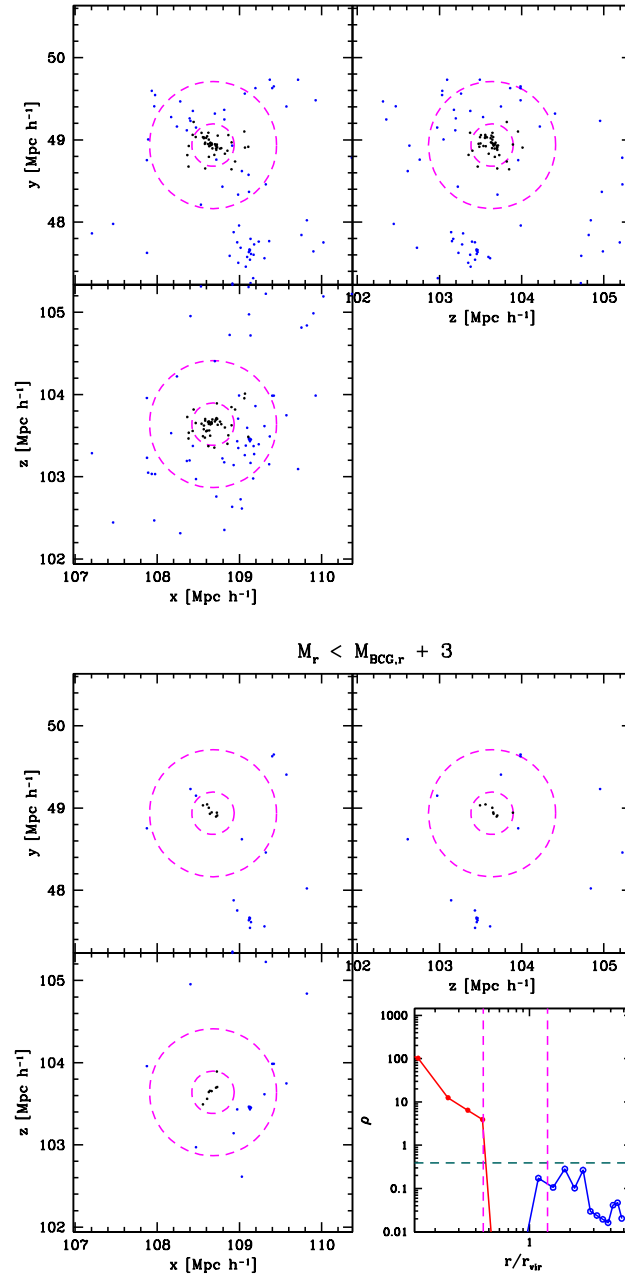


Figura 6.1: Ejemplo de grupo “aislado”. Proyecciones xy , zy y xz de las galaxias miembro (puntos negro) y las galaxias no-miembro (puntos azules). Arriba: todas las galaxias dentro de 3 radios viriales alrededor del centro del grupo. Abajo: galaxias más brillantes que $M_{BCC,r} + 3$. Los círculos a trazos corresponden a las distancias d_{max} y $3d_{max}$ (ver texto). En el panel inferior derecho se muestran los perfiles de densidad numérica de las galaxias más brillantes que $M_{BCC,r} + 3$. En rojo para las galaxias miembro, y en azul para las galaxias no miembro. Las líneas verticales representan d_{max} y $3d_{max}$ normalizadas al radio virial del grupo, mientras que la línea horizontal representa el umbral de corte de densidad para clasificar los grupos como aislados.

6.3. Historial de compacticidad de los grupos viejos

Como dijimos antes, el principal objetivo en esta sección es intentar determinar si existe alguna relación evolutiva entre grupos fósiles y grupos compactos. Nuestra hipótesis es que sistemas que lucen como compactos, en los cuales sus galaxias más brillantes se encuentran muy próximas entre sí, puedan representar los escenarios más favorables para la fusión de estas galaxias, dando como resultado la formación de una galaxia elíptica central muy brillante, y eventualmente haciendo que el grupo llegue a desarrollar la gran diferencia en magnitud absoluta característica de sistemas fósiles.

Para comenzar a explorar esta idea, hemos analizado qué porcentaje de los grupos que pertenecen a nuestras muestras han atravesado alguna vez una fase compacta, tal como fue definida en la sección 6.2.

Con el fin de realizar estudios comparativos, calculamos estos porcentajes para todas las clases de sistemas: grupos FoF viejos (S3 - definidos en la sección 3.1.2), grupos fósiles y grupos de control. En la tabla 6.1 se muestran los porcentajes de grupos en cada submuestra para cada SAM, que han tenido una fase compacta (de acuerdo con nuestro criterio de compacticidad) en algún momento de su historia evolutiva.

Analizando lo que sucede para cada SAM, podemos ver:

- en cuanto a la muestra S3 de grupos FOF viejos vemos que, para los modelos DLB, G11 y G11MII el $\sim 85\%$ de los grupos han atravesado una fase, de al menos 2 Gyrs, donde sus galaxias más brillantes se encontraban muy próximas entre sí. Para el modelo G13 este porcentaje desciende a 70%, mientras que para el modelo SAG el porcentaje cae significativamente hasta sólo un 4%.
- en cuanto a los grupos fósiles y los grupos de control, en ambas definiciones (categoría 12 y 14), las muestras reproducen el comportamiento general observado para los grupos viejos, y *no encontramos evidencias que indiquen que los fósiles sean más propensos a haber atravesado fases compactas que sus contrapartes de control.*

Los resultados sugieren que, en general, es muy frecuente que los grupos (viejos) atraviesen en su historia evolutiva una fase donde sus galaxias más brillantes se encuentren muy cercanas entre sí. Por lo tanto, las condiciones necesarias para que las fusiones de galaxias ocurran en los grupos estaría dada en la mayoría de los casos. De acuerdo con los modelos de crecimiento y evolución de galaxias, donde las galaxias más masivas se forman a través de procesos de fusión e interacción de galaxias más pequeñas, es de esperar que las galaxias miembro de un grupo se acerquen en una, o varias ocasiones, a

Tabla 6.1: Números de grupos simulados que han atravesado una fase compacta en su historia evolutiva. Entre paréntesis se indica el porcentaje que representan respecto de su muestra

	S3	Fósil	Control
DLB	3315 (84 %)	Categoría 12	
		593 (83 %)	549 (81 %)
	Categoría 14		
	1261 (83 %)	1160 (85 %)	
G11	3168 (85 %)	Categoría 12	
		760 (85 %)	706 (84 %)
	Categoría 14		
	1355 (85 %)	1266 (86 %)	
G11MII	32 (86 %)	Categoría 12	
		11 (100 %)	8 (80 %)
	Categoría 14		
	16 (84 %)	16 (88 %)	
G13	2128 70 %	Categoría 12	
		519 (70 %)	517 (72 %)
	Categoría 14		
	1009 (70 %)	1004 (70 %)	
SAG	346 (4 %)	Categoría 12	
		170 (4 %)	144 (3 %)
	Categoría 14		
	262 (4 %)	80 (2 %)	

lo largo de su vida. Lo interesante es ver que durante al menos 2 Gyrs la gran mayoría de estos grupos han tenido a sus galaxias brillantes en un espacio relativamente pequeño, en donde otros procesos físicos también pueden jugar un rol importante.

6.4. Conexión fase fósil - fase compacta de los grupos fósiles

Ahora bien, teniendo en cuenta el resultado de la sección anterior, nos interesa saber qué ocurre en particular con los grupos fósiles. Hemos visto que la mayoría de ellos han atravesado fases compactas, durante las cuales las condiciones para las fusiones de galaxias serían óptimas, y nos interesa saber si es durante esas fases compactas cuando estos grupos se convierten en fósiles, es decir desarrollan el gran diferencia en magnitud que los caracteriza.

Para analizar esta posibilidad, clasificaremos a los grupos fósiles en tres cate-

gorías:

1. aquellos que nunca han atravesado una fase compacta (sin fase compacta)
2. aquellos que, teniendo alguna fase compacta, desarrollaron la gran diferencia en magnitud en momentos no relacionados con la fase compacta (fase compacta \neq fase fósil)
3. aquellos que, teniendo alguna fase compacta, la gran diferencia en magnitud se desarrolló durante la fase compacta o cerca del tiempo en la que cesaron la fase compacta (fase compacta = fase fósil)

Para cada grupo fósil, determinamos el tiempo en el que se convierten en sistemas fósiles analizando la evolución de la diferencia en las magnitudes de sus galaxias brillantes (ΔM_{12} o ΔM_{14}), de manera similar a lo que se mostró en las figuras 5.1, 5.2, 5.3, 5.4 y 5.5 del capítulo 5. A diferencia de lo realizado en ese capítulo, en el que se analizaban las medianas de las muestras, aquí caracterizamos a cada grupo de manera individual con un tiempo de formación para el cual el sistema desarrolla la gran diferencia en magnitud ΔM o inicio de su fase fósil, es decir, el tiempo en el cual la diferencia en magnitudes empieza a ser mayor que el umbral de definición de grupo fósiles ($\Delta M_{12} = 2$ en el criterio original, o $\Delta M_{14} = 2,5$ en el criterio alternativo). En el panel superior de la figura 6.2 se muestra la evolución de ΔM_{12} para un grupo fósil F_{12} extraído del modelo G11. La línea horizontal muestra el umbral de definición del criterio original. La flecha roja señala el momento en el que el grupo inicia su fase fósil.

Por otro lado, para cada grupo determinamos los intervalos temporales en los que atraviesan una fase compacta, tal como se definió anteriormente (sección 6.2), esto es: cuando la distancia máxima entre pares de galaxias entre los cuatro vecinos más cercanos ($d_{4,max}$) es menor que 200 kpc h^{-1} durante al menos 2 Gyrs. En el panel inferior de la figura 6.2 se muestra la evolución temporal de esa distancia máxima intergaláctica para el mismo grupo mencionado anteriormente. La línea horizontal marca el umbral para definir compacticidad. La flecha negra en este caso señala el tiempo en el que el grupo abandonó una fase compacta (que duró, por definición, más de 2 Gyrs). Vale mencionar que un mismo grupo puede haber atravesado más de una fase compacta en el período analizado en este trabajo; en este ejemplo, el grupo ha tenido una única fase compacta en el período estudiado que finaliza en el tiempo marcado por la flecha negra.

Tanto para el análisis de la evolución de los ΔM como la de $d_{4,max}$, trabajamos con valores suavizados de esas propiedades. El suavizado se realizó asignando en cada redshift el valor promediado entre 3 salidas consecutivas de la simulación, así, por ejemplo: $\Delta M_{12}(z_i) = \frac{1}{3} \sum_{j=i-1}^{i+1} \Delta M_{12}(z_j)$, de manera análoga

se procedió con ΔM_{14} y con $d_{4,max}$. La determinación de los tiempos en los que inician las fase fósil y ocurren las fases compactas se realizó interpolan-

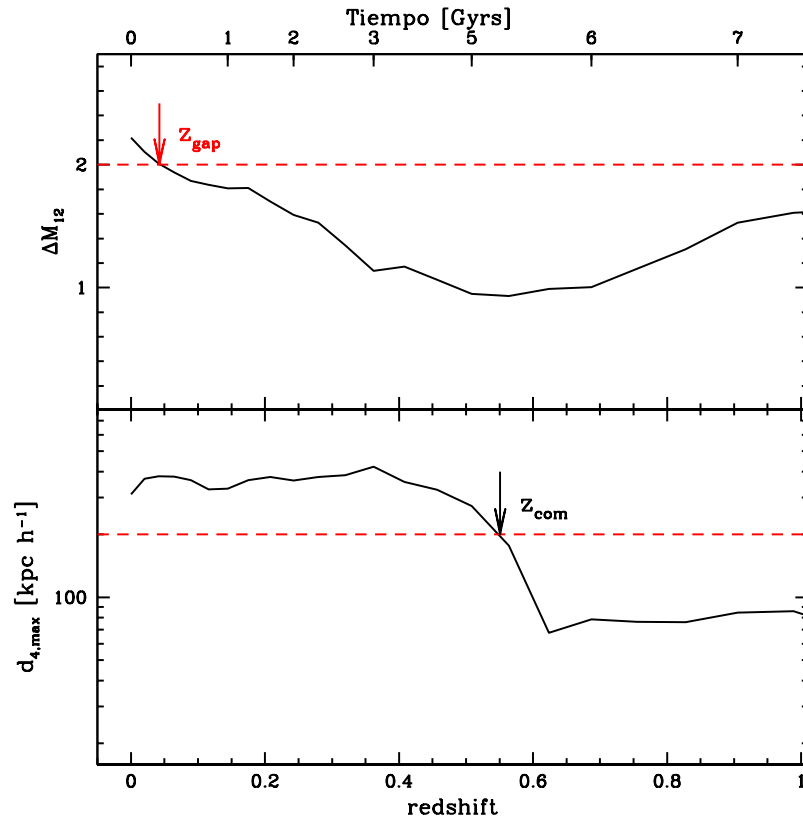


Figura 6.2: Evolución de ΔM_{12} (panel superior) y $d_{4,max}$ (panel inferior) en función del redshift, para un grupo fósil extraído del modelo G11. Las líneas discontinuas representan los cortes $\Delta M_{12} = 2$ y $d_{4,max} = 200 \text{ kpc h}^{-1}$. Las flechas corresponden a los valores de tiempo de inicio de la fase fósil (roja) y fin de la fase compacta (negra) medidos para este sistema.

do estas curvas suavizadas con los valores de corte de definición de fósil y compactidad (ver figura 6.2).

Con esas mediciones, clasificaremos a los grupos fósiles en las tres categorías mencionadas anteriormente: sin fase compacta, fase compacta \neq fase fósil y fase compacta = fase fósil. Si el inicio de la fase fósil ocurre en tiempos diferentes a los momentos de fase compacta, diremos que la fase fósil no coincide con la fase compacta. Por el contrario, diremos que en un dado grupo su fase compacta coincide con su fase fósil si el tiempo de inicio de la fase fósil ocurre durante los 2 Gyrs que dura alguna de sus fases compactas o inclusive si el inicio de la fase fósil ocurre dentro de los 0,25 Gyrs posteriores a la finalización de la fase compacta.

En la figura 6.3 se muestra un ejemplo de un grupo fósil de la categoría 12 extraído del modelo G13 en el que la fase fósil no coincide con la fase compacta. En el panel superior vemos la evolución de ΔM_{12} y en panel inferior la de $d_{4,max}$, ambas en función del redshift. En este ejemplo podemos ver que el grupo ha atravesado en su historia evolutiva dos fases en las que sus galaxias

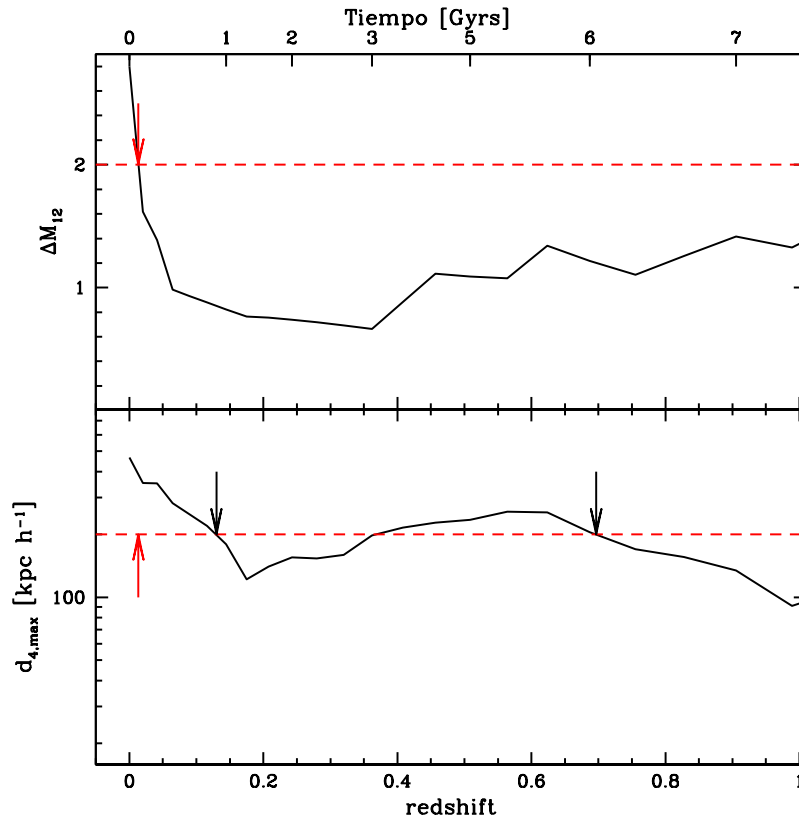


Figura 6.3: Ejemplo de grupo en el que no coinciden las fases fósil y compacta. Evolución de ΔM_{12} y $d_{4,max}$ en función del redshift, para un grupo fósil de categoría 12 extraído del modelo G13. Las líneas horizontales representan los cortes de definición de fósil ($\Delta M_{12} = 2$) y compacto ($d_{4,max} = 200 \text{ kpc h}^{-1}$). Las flechas rojas corresponden al tiempo de inicio de la fase fósil, mientras que las flechas negras indica el fin de las fases compactas para este sistema.

más brillantes se encontraban estrechamente cerca. Las flechas negras indican el tiempo en el que finaliza la primera y segunda fase compacta, mientras que la flecha roja indica el inicio de la fase fósil. Podemos ver que el inicio de su fase fósil ocurre algún tiempo después de haber finalizado su segunda fase compacta, por lo que no es posible asegurar que dichos eventos estén relacionados.

Por otro lado, en la figura 6.4 vemos ejemplos de grupos fósiles del modelo G13 en los que la fase fósil coincide con la fase compacta, en los términos definidos anteriormente. El gráfico superior muestra la evolución de ΔM_{12} y $d_{4,max}$ de un grupo cuya fase fósil se inicia en medio de la fase compacta de este grupo. Mientras que el gráfico inferior muestra un grupo en el cual la fase fósil inicia cuando prácticamente está terminando la fase compacta del grupo.

Realizamos la clasificación de grupos fósiles en las tres categorías antes mencionada para las muestras de grupos fósiles de ambas categorías (original y alternativa), construidas en cada uno de los cinco SAMs utilizados en este

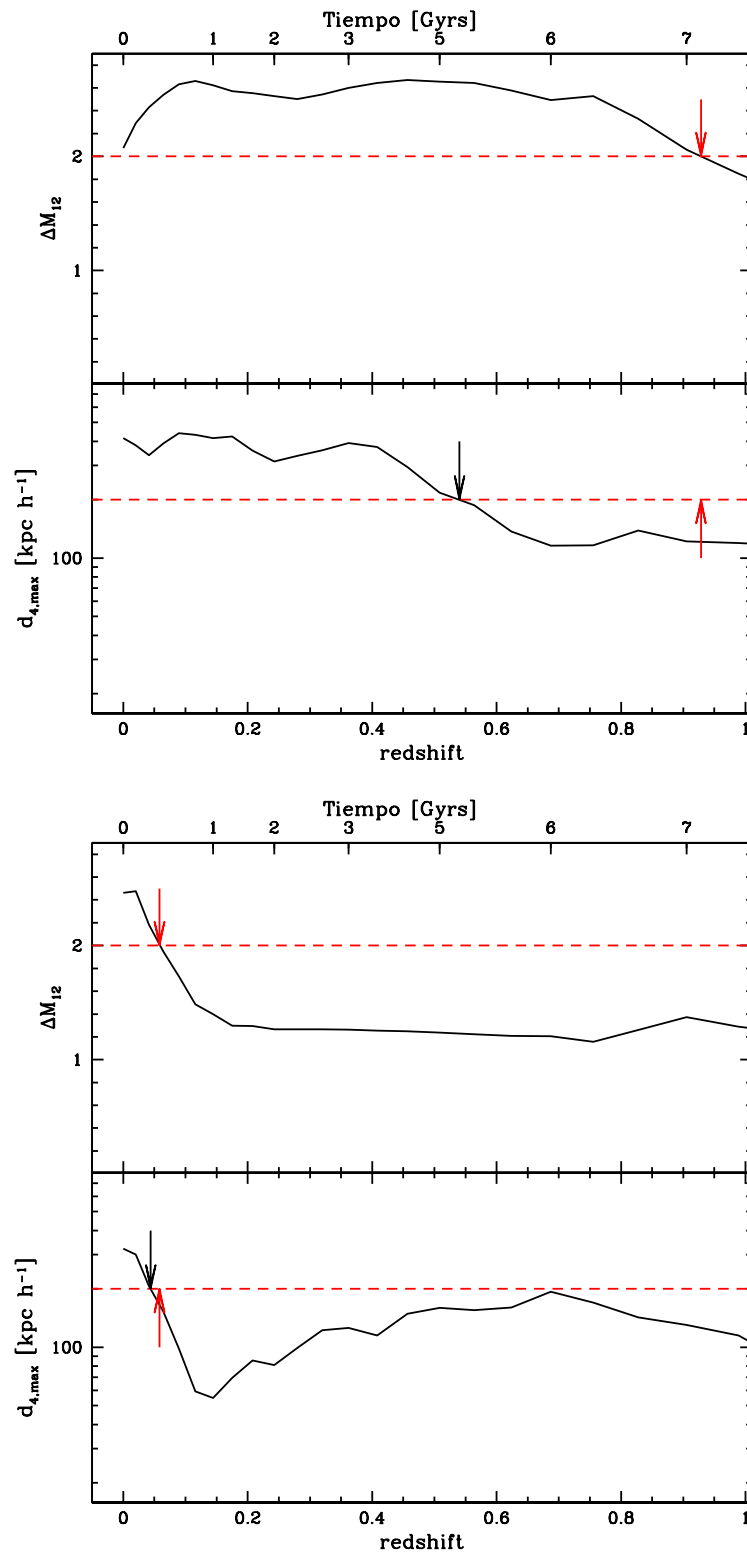


Figura 6.4: Idem figura 6.3, pero para *dos grupos fósiles del modelo G13 en los que la fase fósil coincide con la fase compacta.*

trabajo. En la figura 6.5 se muestran en gráficos de barras los porcentajes obtenidos en cada modelo, en los paneles superiores para la categoría 12 de grupos fósiles (criterio original), y en los paneles inferiores para la categoría 14 (criterio alternativo). Los diferentes colores y ubicaciones representan las tres clasificaciones realizadas, desde abajo hacia arriba: grupos fósiles sin fase compacta, grupos fósiles en los que la fase fósil no coincide con la fase compacta y grupos fósiles en los que la fase fósil coincide con la fase compacta.

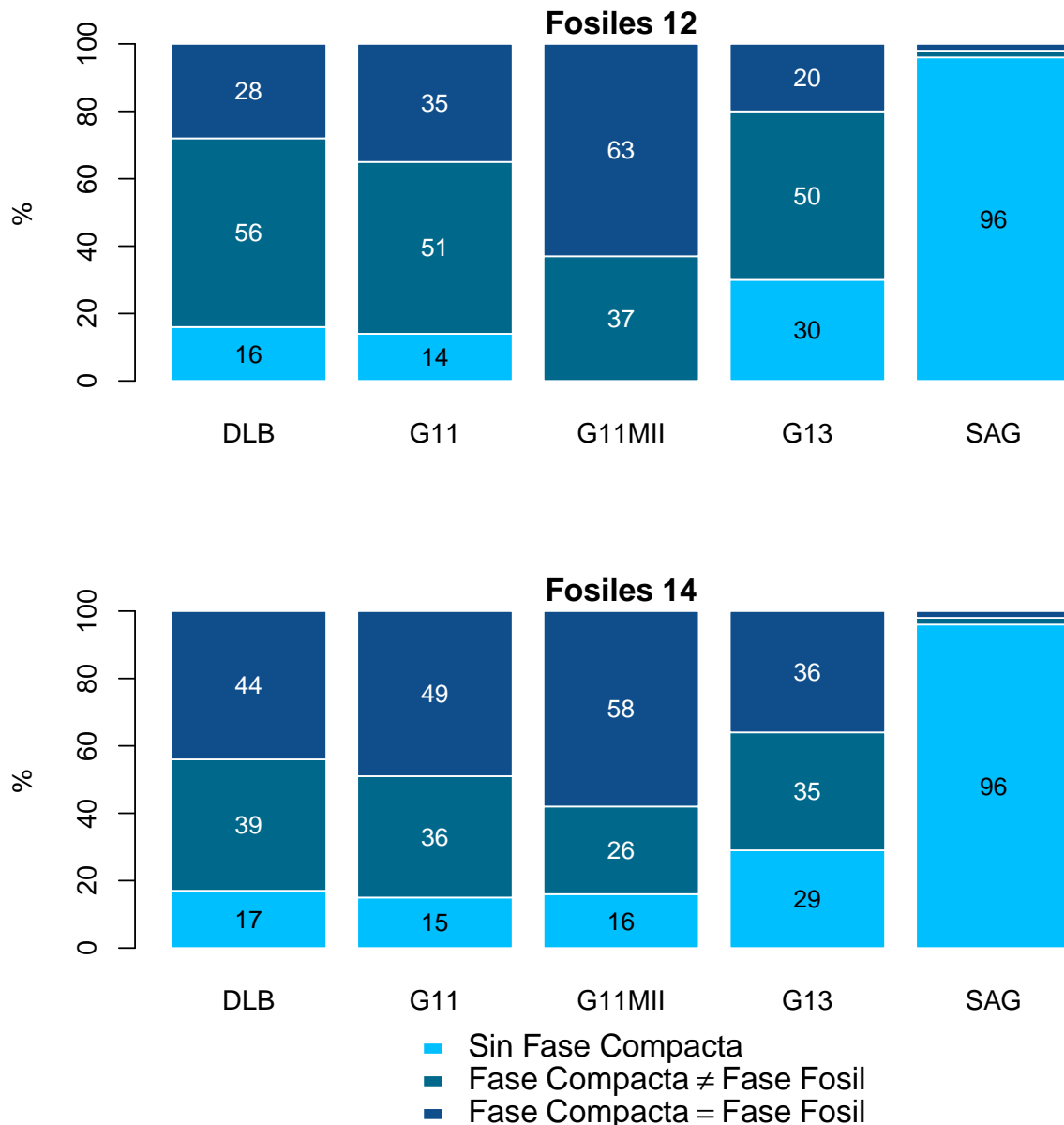


Figura 6.5: Porcentaje de grupos fósiles clasificados de acuerdo con la existencia de una fase compacta, y la coincidencia de la fase compacta con la fase fósil.

Como se vio anteriormente en la tabla 6.1, en el modelo SAG el porcentaje de grupos fósiles sin fase compacta es de 96%, tanto para sistemas viejos en general como para sistemas fósiles. En el trabajo de Díaz-Giménez et al. (2019), los autores identificaron grupos compactos utilizando un criterio similar al

de Hickson sobre catálogos sintéticos en el espacio de redshifts construidos a partir de diferentes modelos semianalíticos, y encontraron que el modelo SAG produce la menor densidad de grupos compactos y la menor fracción de grupos físicamente densos, en comparación con otros modelos, y esos autores lo atribuyen a un menor clustering de galaxias en escalas chicas en este modelo. Algo similar encontramos en este trabajo, en donde en este modelo muy pocos grupos fósiles han atravesado una fase donde sus galaxias estén en estrecha cercanía ($< 200 \text{ kpc h}^{-1}$). En segundo lugar, para el modelo G11MII tenemos el caso contrario para la categoría 12, esto es, todos los grupos fósiles de esta categoría han tenido alguna vez una configuración compacta. No ocurre lo mismo para los grupos fósiles de la categoría 14 de este SAM, de los cuales al menos el 15 % nunca han atravesado una fase compacta. Vale recordar que en este modelo el número de grupos fósiles con el que estamos trabajando es muy bajo (11 o 19), por lo que los errores estadísticos son significativos. Para los modelos DLB y G11, como ya hemos visto antes, sólo alrededor de un 15 % de grupos fósiles no han atravesado nunca una fase compacta, y en el modelo G13 un 30 % no la han tenido.

Por otro lado, podemos ver que el porcentaje de grupos fósiles en los que la fase fósil coincide con la fase compacta (azul oscuro en la figura 6.5) depende del criterio de definición de grupo fósil que se haya utilizado.

- entre los grupos fósiles definidos con el criterio original ($\Delta M_{12} \geq 2$), en la mayoría de los modelos SAM (exceptuando a G11MII), el porcentaje de grupos en los que coinciden la fase fósil y la fase compacta es menor que el porcentaje de grupos en los que no hay coincidencia.
- entre los grupos fósiles definidos con el criterio alternativo ($\Delta M_{14} \geq 2,5$), en todos los modelos ocurre que el porcentaje de grupos en los que coinciden estas fases es mayor o igual (G13 y SAG) que el de grupos sin coincidencia.

Estos resultados nos indican que, en general, *el inicio de la fase fósil no necesariamente está relacionado con la configuración espacialmente compacta de sus galaxias*. De hecho, es igualmente probable (o inclusive menos probable para la categoría 12) que la fase fósil se inicie cerca de la fase compacta como de que no suceda.

6.4.1. Aislamiento de grupos fósiles con fase compacta

Finalmente, con la intención de acercarnos un poco más a la definición observacional de grupos compactos de Hickson, analizamos para los grupos fósiles cuya fase compacta coincide con el inicio de su fase fósil si se encontraban espacialmente aislados de otras galaxias brillantes en el momento en el que iniciaron su fase fósil.

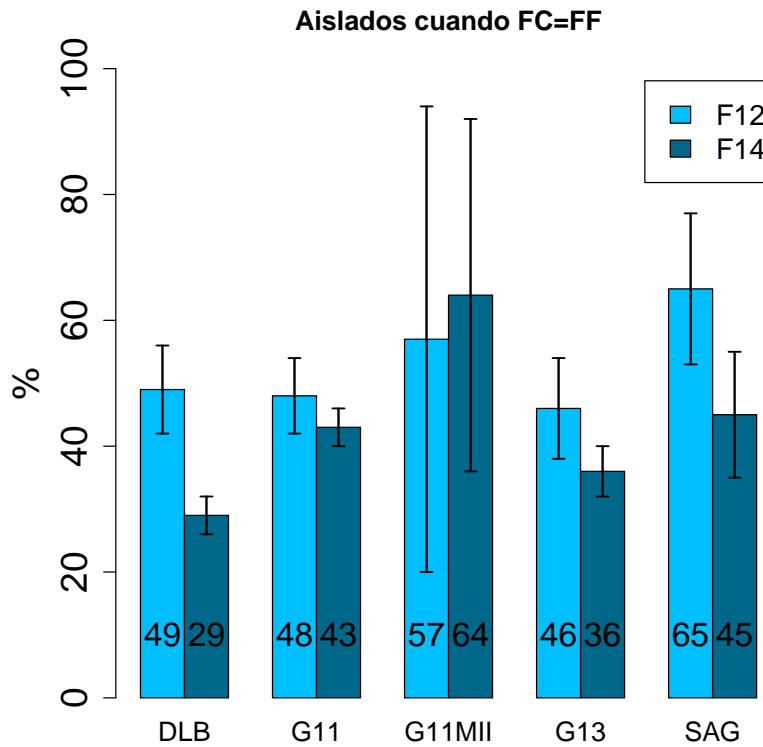


Figura 6.6: Porcentaje de grupos considerados aislados cuando comenzaron su Fase Fósil y mientras atravesaban una Fase Compacta. Las bandas de error son el intervalo de confianza binomial al 95%, calculado como $\pm 1,96 \sqrt{f(1-f)/N_{[FC=FF]}}$ donde $f = N_{[ais=zgap]}/N_{[FC=FF]}$.

A partir de nuestro criterio de aislamiento definido en la sección 6.2, calculamos el porcentaje de grupos fósiles en los que coincidieron las fases fósil y compacta que además eran aislados al momento de iniciar su fase fósil. Los resultados se muestran en la figura 6.6. Puede verse que tanto para los grupos fósiles definidos con el criterio original como con el criterio alternativo, para todos los SAMs, el aislamiento en el momento de inicio de la fase fósil se dio en alrededor del $\sim 50\%$ de los sistemas analizados. Esto indica que la coincidencia de fósil-compacto-aislado no es determinante a la hora del desarrollo de la gran diferencia en magnitud observada en todos los grupos fósiles.

Capítulo 7

Conclusiones

Durante las últimas dos décadas los grupos fósiles han resultado de gran interés para el campo de la astronomía extragaláctica. La característica principal de estos sistemas, dominado por una galaxia elíptica al menos dos magnitudes más brillantes que sus compañeras, les ha dado un protagonismo importante ya que podría brindar pistas sobre la historia evolutiva de sus galaxias miembro, en particular de la galaxia más brillante del grupo.

En este trabajo hemos tratado de maximizar la información que nos pueden brindar estos sistemas. En particular, hemos elegido utilizar la herramienta semianalítica para lograr nuestro objetivo, es decir, utilizar catálogos sintéticos de galaxias construidos a partir de simulaciones numéricas cosmológicas con modelos semianalíticos de formación de galaxias (SAM). El uso de esta herramienta nos permitió contar con un gran número de sistemas de este tipo (ya que no existen muchos de estos sistemas detectados observacionalmente), y a su vez poder analizar su historia evolutiva durante aproximadamente las últimas dos terceras partes de la edad del universo. Además, hemos propuesto no basar nuestro estudio en un único SAM, sino que el trabajo utilizó 5 SAMs diferentes que se desarrollaron durante los últimos 12 años: De Lucia & Blaizot (2007) (DLB), Guo et al. (2011) (G11 y G11MII), Guo et al. (2013) (G13) y Cora et al. (2018) (SAG). Los catálogos sintéticos construidos con estos SAMs fueron aplicados sobre dos de las simulaciones numéricas cosmológicas más grandes con las que se cuenta en la actualidad: la simulación Millennium (Springel et al. 2005, MI - Boylan-Kolchin et al. 2009, MII) y la MultiDark (Klypin et al. 2016, MD). Por lo tanto, los catálogos utilizados nos brindaron una excelente oportunidad para realizar estudios estadísticos confiables sobre estos sistemas.

Para la construcción de las muestras de grupos que se utilizaron en este trabajo hemos tomado varios recaudos. En primer lugar, hemos seleccionado grupos con más de 10 miembros, masas viriales mayores a $10^{13.5} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$ en $z=0$ (para asegurar su alta emisión en rayos X como sus contrapartes ob-

servacionales - Dariush et al. 2007), y que tienen una galaxia de tipo esferoidal en su centro.

Los primeros trabajos realizados con simulaciones numéricas hidrodinámicas y SAM demostraron que la formación de los grupos fósiles es típicamente más temprana que la observada para diversas muestras grupos de control (D'Onghia et al., 2005; Dariush et al., 2007). Por lo tanto, la principal conclusión de estos trabajos es que la diferencia de magnitud grande observada en grupos fósiles es simplemente una consecuencia de que tuvieron el tiempo suficiente para formarlo. En este trabajo, hemos tenido especial cuidado en la construcción de las muestras a analizar. Apoyados sobre la hipótesis de que la edad de estos sistemas puede no ser la única causa de la existencia de la gran diferencia en magnitudes, hemos seleccionado para todos nuestros estudios sistemas de galaxias considerados viejos, es decir, cuyo tiempo de ensamble de la mitad de su masa sucedió hace más de $\sim 6,5$ Gyrs ($z > 0,8$). Analizando la diferencia en magnitudes para estas muestras, observamos que no todo sistema considerado viejo desarrolla una gran diferencia en magnitud, sino que también se pueden encontrar sistemas viejos con galaxias brillantes de brillo similar. En particular, utilizamos dos definiciones de grupos fósiles que se encuentran en la literatura: la basada en la diferencia entre la 1era y la 2da galaxias más brillantes ($\Delta M_{12} \geq 2$, Jones et al. 2003, criterio original) y la que usa la diferencia entre la 1era y la 4ta ($\Delta M_{14} \geq 2,5$, Dariush et al. 2010, criterio alternativo) (ver figura 3.6). Como resultado, podemos observar que para la mayoría de los SAMs el porcentaje de grupos fósiles categoría 12 (F12) ronda entre un 20-30%, mientras que para el SAG se obtuvo un 45% de F12. Por otro lado, cuando se usa la definición basada en ΔM_{12} , cerca del 50% de los grupos son F14, salvo para el SAG donde ese porcentaje trepa hasta casi un 70%. La gran eficiencia del SAG para encontrar sistemas fósiles puede ser simplemente una consecuencia de la cosmología de esta simulación, ya que, como vimos anteriormente (ver figura 2.4), como resultado se obtienen más halos masivos y menos halos menos masivos que lo que muestran las observaciones.

Con las muestras obtenidas de fósiles y de grupos de control a partir de los diferentes SAMs, realizamos un conjunto de estudios sobre las propiedades de galaxias en grupos fósiles, cada uno de ellos con un objetivo específico. A continuación realizamos un resumen detallado de los resultados obtenidos para cada uno de estos estudios.

La población de galaxias débiles en grupos fósiles

El primer objetivo fue tratar de caracterizar la población de galaxias débiles que habitan los grupos fósiles en comparación con las de control. Ya que la historia evolutiva de la galaxia brillante de estos sistemas podría estar muy vinculada con las interacciones de esta con sus compañeras, la hipótesis sub-

yacente es que tal vez la población de galaxias débiles también podría mostrar indicios de los procesos que se han desarrollado dentro de estos sistemas.

Ahora, este tipo de estudios tiene sus complicaciones ya que se requiere simulaciones con alta resolución que nos permita acceder a muestras completas de galaxias sintéticas que expandan el rango de luminosidades en su extremo débil. Es por eso que para este estudio se utilizó el catálogo de G11MII, el cual fue construido sobre la simulación MII.

Así, con este catálogo estudiamos la población de galaxias débiles ($-16 < M_r < -11$) en grupos fósiles y de control durante los últimos 8 Gyrs ($0 \leq z \lesssim 1$). Como resultados sobresalientes podemos mencionar que para $z = 0$ los dos tipos de sistemas muestran perfiles de densidad de galaxias satélites muy similares (excepto por algunas fluctuaciones locales), crecientes desde $z \sim 1$ hasta hoy. Sin embargo, cuando analizamos la evolución de dichas poblaciones de galaxias encontramos algunas diferencias. Para épocas tempranas ($z \geq 0,7$) la población de galaxias débiles en grupos fósiles es más densa que la que se observa en grupos de control. Luego, para $0,3 < z < 0,5$ esta tendencia se invierte, pasando a ser los grupos no-fósiles los más densos. En este período de tiempo la densidad de galaxias débiles en grupos fósiles permanece casi constante, mientras que en grupos control continua creciendo. Esta densidad constante en los sistemas fósiles podría ser la consecuencia de un fuerte decaimiento en la tasa de acreción de galaxias débiles para estos valores de redshift. Finalmente, para $z < 0,2$ el número medio de galaxias débiles en grupos fósiles crece, alcanzando en $z = 0$ los valores medios de los grupos de control. Este crecimiento acelerado en sistemas fósiles podría deberse al bajo número de galaxias perdidas que estos presentan.

Los resultados de nuestro análisis en $z = 0$ coinciden con los resultados que hemos mencionado en el capítulo 1, donde diferentes autores no encuentran diferencias entre poblaciones de galaxias débiles en grupos fósiles y control a este redshift. Por otro lado, Gozaliasl et al. (2014) analizaron el número de galaxias en el rango de magnitudes entre -18 y -16, que habitan sistemas fósiles y no-fósiles, en la simulación MI. Estos autores no encuentran evidencias de evolución en la población de galaxias de los grupos fósiles, mientras que en grupos no-fósiles advierten un incremento del $\sim 40\%$ hacia valores bajos de redshift. De todas maneras es importante recordar que en dicho trabajo, no hay restricciones impuestas usando la edad de los sistemas o su masa virial (no hay indicios que la distribución de masa de fósiles y controles dentro del rango $[10^{13,5}; 10^{14}]$ sean similares) como las usadas en este trabajo, por lo que la comparación puede no ser directa.

En nuestro trabajo hemos profundizado este análisis alcanzando un rango de galaxias débiles no explorado con anterioridad en la literatura, y hemos encontrando que el número medio de galaxias débiles en grupos fósiles y control crece desde $z \sim 1$ hasta hoy, aunque este crecimiento ocurre de manera diferente.

Las galaxias brillantes de los grupos fósiles

En segundo lugar, realizamos un análisis de la evolución de la población de galaxias brillantes en grupos fósiles. Para esto elegimos estudiar la evolución de las magnitudes de la 1era, 2da y 4ta galaxias más brillantes, las diferencias en magnitud entre estas, y la masa estelar de la más brillante. Las muestras de grupos fósiles y de control fueron creadas con los mismos recaudos que en el estudio de las galaxias débiles, exceptuando el requisito de que las muestras de control tengan la misma distribución de masa virial que los grupos fósiles.

Del análisis de las diferencias en magnitudes, observamos que la mayor parte de los grupos F_{12} también satisfacen el criterio alternativo, pero no se observa la correspondencia inversa cuando se analiza a los grupos F_{14} . Por otro lado, se observa que los grupos F_{14} muestran una fase fósil más larga que los F_{12} , en acuerdo con lo encontrado por Dariush et al. (2010). La fase fósil de los grupos del criterio original comienza a $z \sim 0,2$, mientras que el criterio alternativo muestra grupos con una fase fósil desde $z \sim 0,4$, por lo que la fase fósil de los F_{12} ($\sim 1,5$ Gyrs) dura menos de la mitad de la fase fósil de los F_{14} ($\sim 3,5$ Gyrs).

En general, se observa que la diferencia en magnitudes para los grupos fósiles aumenta hacia $z = 0$ (independiente del criterio), mientras que para los grupos de control la diferencia en magnitudes se mantiene constante o disminuye. Este resultado es similar al observado por Gozaliasl et al. (2014) para un catálogo de grupos fósiles y de control extraído de G11. En dicho trabajo también se observa que la diferencia en magnitudes en grupos fósiles y de control son similares para $z \gtrsim 0,5$, y empiezan a diferenciarse para tiempos más tardíos. Nosotros observamos un comportamiento similar para casi para todos los SAMs analizados. La principal discrepancia la observamos en el SAG, donde la diferencia en magnitud entre fósiles y controles permanece bastante similar hasta casi $z \sim 0,2$ (para ambos criterios).

Del estudio realizado también se observa que la variación en la diferencia en magnitudes para la mayoría de los SAMs (exceptuando al SAG), se da por una diferente evolución de la 2da/4ta galaxia más brillante cuando se compara entre fósiles y controles, mientras que la BCG evoluciona de manera bastante similar en las dos muestras. Por otro lado, en el caso del SAG, la diferencia en magnitud (que se da en épocas recientes) es una conjunción entre una diferencia importante en la magnitud de las BCGs de fósiles respecto de su contraparte de los grupos control, y un muy reciente debilitamiento de sus compañeras brillantes.

Además observamos que, independientemente del SAM, a $z = 0$, las BCGs de grupos fósiles son típicamente más brillantes y más masivas que las BCGs de los grupos de control (figuras 3.7 y 3.8). En contraposición, la historia evolutiva nos muestra que las magnitudes de las BCGs en fósiles y controles son bastante similares en épocas tempranas para casi todos los SAMs analizados.

Analizando la manera en que la BCG ha ensamblado su masa en los últimos

8 Gyrs, observamos que la BCG de los fósiles ha terminado de juntar su masa en épocas más recientes que lo observado para la BCG de los grupos de control. Además, observamos que la BCG de los fósiles tuvo un crecimiento de un factor ~ 2 entre $z = 1$ y $z = 0$ en su masa estelar. Por otro lado, nuestros resultados también indican que la masa estelar de la BCG de los grupos control parece crecer en menor cantidad, un factor $\sim 1,5$ en el mismo período de tiempo.

Usando una muestra de 160 BCGs, Lidman et al. (2012) encontró que la masa estelar de la BCG en cúmulos con emisión en rayos X crece un factor 1.8 entre $z = 0,9$ y $z = 0,2$. Esto parece estar de acuerdo con los resultados de Gozaliasl et al. (2016), que analizando 407 grupos de galaxias seleccionados en rayos X, encontraron que la masa estelar de la BCG en estos grupos crece un factor 2 entre $z = 1,3$ y $z = 0,1$ con la mayor parte del crecimiento ocurriendo para $z > 0,4$. También Bellstedt et al. (2016) obtuvo un factor 2 de crecimiento de la BCGs en una muestra de 257 objetos. Por lo tanto, estos resultados observacionales muestran similitudes con los encontrados usando los SAMs, aunque vale la pena recordar que nuestras muestras están compuestas, por definición, por sistemas considerados viejos, por lo que las comparaciones podrían no ser tan directas. Por otro lado, usando simulaciones cosmológicas hidrodinámicas, Ragone-Figueroa et al. (2018) analizaron el crecimiento de la BCG en 48 cúmulos de galaxias simulados, con una mediana en masa de $\sim 10^{14,7} h^{-1} M_{\odot}$. Encontraron que para las BCGs, desde $z = 1$ hasta $z = 0$, la masa estelar crece un factor 3.6 cuando miden la masa usando la masa contenida dentro de 10% R_{500} , mientras que encuentran un factor 1.3 o 1.6 si miden la masa dentro de 30 o 50 kpc, respectivamente. Este resultado agrega un punto más a tener en cuenta, ya que la manera en la que se calculan las masas estelares para las BCGs también podría ser una complicación a la hora de hacer comparaciones entre mediciones provenientes de diferentes fuentes (observacionales, simuladas o semianalíticas).

Finalmente, observamos que para todos los SAMs excepto el SAG, y para ambas categorías de grupos fósiles, la fracción de bariones del grupo contenida en la galaxia más brillante de los grupos fósiles y control evolucionan de manera diferente: son similares a redshifts altos, y alrededor de $z \sim 0,3$ o $z \sim 0,4$ la fracción para los grupos fósiles empieza a crecer más rápidamente que en los grupos de control. En el modelo SAG, no se observan diferencias significativas entre fósiles y controles en la evolución de la fracción de bariones contenida en la BCG. Comparado con los datos observacionales de Gozaliasl et al. (2018), la forma en la que evoluciona la fracción de bariones en sus observaciones se aleja de la forma en la que lo hacen en los SAMs. En los bins de menor y mayor redshift casi todos los SAMs parecen predecir adecuadamente la fracción de bariones en las BCGs, tanto en fósiles como en control. Sin embargo, en tiempos intermedios, las curvas de los SAMs subestiman el crecimiento de la fracción de bariones para esos tiempos, salvo para los fósiles en DLB.

La conexión Fósil-Compacto

En la parte final de este trabajo hemos explorado la existencia de una posible relación evolutiva entre grupos fósiles y grupos compactos. Para ello hemos redefinido los criterios de compacticidad y aislamiento de Hickson (1982), para aplicarlos a nuestros catálogos de grupos tridimensionales, en diferentes estadios temporales. Así, reconstruimos el “historial de compacticidad” de los grupos FoF viejos, los fósiles y los de control.

Los resultados sugieren que la probabilidad de que un grupo (viejo) atraviese alguna fase compacta, en la cual sus galaxias más brillantes están muy próximas entre sí durante un periodo de al menos 2 Gyrs, es del $\sim 80\%$, exceptuando a los grupos del SAG, en donde muy pocos presentaron galaxias en estrecha proximidad durante el periodo de tiempo impuesto. Más aún, no encontramos evidencias en ningún SAM que indiquen que los fósiles sean más propensos a haber atravesado fases compactas que sus contrapartes de control (tabla 6.1).

Además, para los grupos fósiles que han atravesado alguna fase compacta en su historia evolutiva, encontramos que no necesariamente esta fase está relacionada con el momento en que el grupo desarrolla la gran diferencia en magnitud absoluta entre sus galaxias más brillantes que lo convierte en “fósil”. De hecho, es igualmente probable (o inclusive menos probable para la categoría 12) que la fase fósil se inicie durante la fase compacta, a que no lo haga (figura 6.5).

Finalmente, cuando incluimos el criterio de aislamiento al inicio de la fase fósil, para aquellos grupos en los que se pudo encontrar una relación “fase compacta-fase fósil”, encontramos que el $\sim 50\%$ cumple con dicho criterio de aislamiento (figura 6.6). Esto sugiere que la coincidencia de las condiciones fósil-compacto-aislado no es determinante a la hora del desarrollo de la gran diferencia en magnitud observada en todos los grupos fósiles.

Con todo esto, podemos concluir que no hemos encontrado fuertes evidencias que demuestren que tener una configuración pasada similar a la que muestran los compactos sea necesaria y suficiente para dar lugar a la formación de grupos fósiles. De hecho, (y en el mejor de los casos) sólo el $\sim 25\%$ de los grupos fósiles de nuestras muestras satisfacen esta hipótesis inicial.

El antecedente inmediato relacionado con este tipo de estudio es el realizado por Farhang et al. (2017), en el cual estudian la historia evolutiva de grupos fósiles y compactos en la simulación MI combinada con el SAM de DLB. Para poder empezar la comparación con sus resultados es necesario detallar el procedimiento realizado en dicho trabajo:

- En ese trabajo definieron a los grupos compactos de acuerdo con el criterio observacional de Hickson (1982) (ver capítulo 6. Para ello, construyeron un catálogo sintético sobre el cual aplicar las restricciones observacionales en el espacio de redshifts (distorsionado). Los grupos compactos

fueron seleccionados siguiendo los criterios de Hickson, y, por lo que se desprende del trabajo, dicha identificación fue realizada exclusivamente en proyección en el cielo, sin filtro en velocidad radial.

- Para la selección de grupos fósiles, realizaron una identificación FoF y, siguiendo el trabajo de Jones et al. (2003), impusieron el criterio $\Delta M_{12} \geq 2$, y el corte en masa $M(R_{200}) \geq 10^{13} h^{-1} \mathcal{M}_{\odot}$, que asegura que los grupos será fuertes emisores en rayos X (Dariush et al., 2007).
- Los autores analizaron la evolución de los grupos compactos identificados a $z = 0$ y encontraron que pierden su característica de compacto (según el criterio de Hickson) a $z \sim 0,3$. Por otro lado, identificaron grupos compactos a $z = 0,5$ usando el mismo criterio de Hickson (de $z = 0$) y siguieron dichos grupos hacia adelante en el tiempo hasta hoy, observando que un 20% de estos grupos llegan con una diferencia en magnitud $\Delta M_{12} \geq 2$ a $z = 0$.
- En segunda instancia, siguieron a los progenitores de los grupos fósiles identificados a $z = 0$ hasta $z = 1$ y fueron verificando si estos grupos cumplieron en algún momento el criterio bidimensional de Hickson para la identificación de compactos a $z = 0$. Encontraron que el 75% de los fósiles alguna vez cumplió con la compacticidad de Hickson pero no así con la aislación; el 23% de los grupos fósiles alguna vez fue un grupo compacto (es decir, compacto y aislado), y sólo el 3% de sus grupos fósiles comparten temporalmente la fase fósil y la fase compacta. Por lo que concluyeron que las categorías de grupos fósiles y compactos no están íntimamente relacionadas.

Del resultado de ese trabajo podemos concluir que el porcentaje obtenido es ~ 5 veces menor que el obtenido en el presente trabajo en el que obtuvimos que el porcentaje de grupos fósiles que atravesaron una fase compacta, que pueden considerarse aislados y que dicha fase coincidió con el inicio de la fase fósil es $\sim 13 - 14\%$ para DLB. De todas maneras, es necesario remarcar las diferencias de procedimiento entre estos trabajos. Entre ellas, podemos mencionar una diferencia conceptual: nuestra manera de proceder fue realizar un análisis pensando el problema físico de que galaxias confinadas a un volumen pequeño podrían tener la posibilidad de interactuar mediante fusiones para formar una galaxia muy luminosa, preservando en nuestro criterio ciertas características de los grupos compactos observacionales. Por otro lado, en el trabajo de Farhang et al. (2017), los autores mantuvieron de manera estricta el criterio de identificación observacional de Hickson definido a $z = 0$ durante toda la historia de formación de los grupos fósiles, el cual ha demostrado tener sus falencias ya que selecciona un alto porcentaje de grupos que no son físicamente densos al mismo tiempo que no considera a otros grupos que sí son físicamente densos y aislados; y por otro lado no se ha estudiado en la literatura el desempeño de ese criterio para seleccionar grupos compactos en épocas más tempranas del universo, sobre todo considerando la evolución intrínseca de las galaxias que pueden afectar el brillo superficial del sistema que es uno de los criterios aplicados en sus muestras. De todas maneras, a pesar de las diferencias, en ambos trabajos concordamos en que la compacticidad

de los miembros y la fase fósil de los grupos no parecen estar directamente relacionadas.

— — — —

Este trabajo de tesis pretende ser una pequeña contribución al entendimiento de la formación y evolución de las galaxias en grupos fósiles. Al haber utilizado diferentes modelos semianalíticos, fue posible contrastar las predicciones de diferentes modelos remarcando las similitudes y diferencias en los resultados obtenidos a partir de los mismos, lo cual puede servir de guía para las futuras implementaciones semianalíticas.

Apéndice A

Descarga de datos para los diferentes SAMs

Para este trabajo hemos utilizado las bases de datos de las simulaciones descritas en el capítulo 1.3.2. Por un lado hemos utilizado la base de datos de la Simulación Millennium¹, trabajando con series de múltiples pedidos, para evitar la restricción de 7 minutos del servidor. De esta forma, siguiendo las sugerencias del manual de uso ², utilizamos los *scripts* de múltiples pedidos que se detallan a continuación:

- Los pedidos para la descarga de las galaxias del modelo DLB fueron:

```
1 SELECT c.galaxyID,c.type,c.x,c.y,c.z,c.velX,c.velY,c.velZ,c
    .stellarMass,c.bulgeMass,g.u_sdss,g.g_sdss,g.r_sdss,g.
    i_sdss,g.z_sdss,g.K_2mass,g.J_2mass
2 FROM MPAGalaxies..DeLucia2006a c, MPAGalaxies..
    DeLucia2006a_SDSS2MASS g
3 WHERE g.galaxyID=c.galaxyID AND c.galaxyID between :START
    *8*1e12 and (:START+:BIN)*8*1e12-1 AND c.snapnum=$sp AND
    g.r_sdss<-16 AND c.stellarMass>0.01
```

En este SAM, :START está en el rango 0-63 y :BIN=1; \$sp se mueve de 63 ($z = 0$) to 40 ($z \sim 1,08$).

- Los pedidos para la descarga de las galaxias del modelo G11 fueron:

```
1 SELECT galaxyID,type,x,y,z,velX,velY,velZ,stellarMass,
    bulgeMass,uDust,gDust,rDust,iDust,zDust
2 FROM Guo2010a..MR
3 WHERE galaxyID between :START*1e12 and (:START+:BIN)*1e12-1
    AND snapnum=$sp and rDust<-16 AND stellarMass>0.01
```

¹<https://wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/millennium/>

²<http://gavo.mpa-garching.mpg.de/MyMillennium/Help?page=faqmillennium#IDs>

En este SAM :START se encuentra en el rango 0-511 y :BIN=1; \$sp se mueve de 63 ($z = 0$) to 40 ($z \sim 1,08$).

- Los pedidos para la descarga de las galaxias del modelo G11MII fueron:

```

1 SELECT galaxyID, type, x, y, z, velX, velY, velZ, stellarMass,
    bulgeMass, uDust, gDust, rDust, iDust, zDust
2 FROM Guo2010a..MR11
3 WHERE galaxyID between :START*16*1e15 and (:START+:BIN)
    *16*1e15-1 AND snapnum=$sp AND rDust<-11 AND stellarMass
    >0.00025

```

En este SAM :START se encuentra en el rango 0-31 y :BIN=1; \$sp se mueve de 67 ($z = 0$) to 44 ($z \sim 1,08$).

- Los pedidos para la descarga de las galaxias del modelo G13 fueron:

```

1 SELECT galaxyID, type, x, y, z, velX, velY, velZ, stellarMass,
    bulgeMass, uDust, gDust, rDust, iDust, zDust
2 FROM Guo2013a..MR7
3 WHERE galaxyID between :START*1e12 and (:START+:BIN)*1e12-1
    AND snapnum=$sp AND rDust<-16 AND stellarMass>0.01

```

En este SAM :START se encuentra en el rango 0-511 y :BIN=1; \$sp se mueve de 61 ($z = 0$) to 38 ($z \sim 1,08$).

Por último, ya que la base de datos de la simulación Multidark no tiene un tiempo de restricción para la descarga, fue posible obtener los datos a través de un formulario de consulta en el navegador web ³. La obtención de dichos datos se realizó a través del siguiente pedido:

```

1 SELECT GalaxyStaticID, GalaxyType, x, y, z, vx, vy, vz, MstarSpheroid,
    MstarDisk, MagStarSDSSu, MagStarSDSSg, MagStarSDSSr,
    MagStarSDSSi, MagStarSDSSz
2 FROM `MDPL2`.`SAG`
3 WHERE snapnum=$sp AND MagStarSDSSr <= -18.2 AND (MstarSpheroid
    +MstarDisk) >= 630957344

```

donde \$sp se mueve desde 125 ($z = 0$) hasta 92 ($z \sim 1,07$).

³<https://www.cosmosim.org/>

Bibliografia

- Abazajian K., et al., 2004, *AJ*, 128, 502
- Aguerri J. A. L., et al., 2011, *A&A*, 527, A143
- Baldry I. K., Glazebrook K., Driver S. P., 2008, *MNRAS*, 388, 945
- Baldry I. K., et al., 2012, *MNRAS*, 421, 621
- Barnes J., 1985, *MNRAS*, 215, 517
- Barnes J. E., 1989, *Nature*, 338, 123
- Baugh C. M., 2006, *Reports on Progress in Physics*, 69, 3101
- Bellstedt S., et al., 2016, *MNRAS*, 460, 2862
- Benson A. J., Pearce F. R., Frenk C. S., Baugh C. M., Jenkins A., 2001, *MNRAS*, 320, 261
- Berlind A. A., et al., 2006, *ApJS*, 167, 1
- Bertone S., De Lucia G., Thomas P. A., 2007, *MNRAS*, 379, 1143
- Blanton M. R., Lupton R. H., Schlegel D. J., Strauss M. A., Brinkmann J., Fukugita M., Loveday J., 2005, *ApJ*, 631, 208
- Bode P. W., Cohn H. N., Lugger P. M., 1993, *ApJ*, 416, 17
- Boehringer H., Tanaka Y., Mushotzky R. F., Ikebe Y., Hattori M., 1998, *A&A*, 334, 789
- Bower R. G., Benson A. J., Malbon R., Helly J. C., Frenk C. S., Baugh C. M., Cole S., Lacey C. G., 2006, *MNRAS*, 370, 645
- Boylan-Kolchin M., Springel V., White S. D. M., Jenkins A., Lemson G., 2009, *MNRAS*, 398, 1150
- Chabrier G., 2001, *ApJ*, 554, 1274
- Chabrier G., 2003, *PASP*, 115, 763
- Cora S. A., et al., 2018, *MNRAS*, 479, 2

- Corsini E. M., et al., 2018, *A&A*, 618, A172
- Croton D. J., et al., 2006, *MNRAS*, 365, 11
- Cui W., Springel V., Yang X., De Lucia G., Borgani S., 2011, *MNRAS*, 416, 2997
- D’Onghia E., Sommer-Larsen J., Romeo A. D., Burkert A., Pedersen K., Portinari L., Rasmussen J., 2005, *ApJ*, 630, L109
- Dariush A., Khosroshahi H. G., Ponman T. J., Pearce F., Raychaudhury S., Hartley W., 2007, *MNRAS*, 382, 433
- Dariush A. A., Raychaudhury S., Ponman T. J., Khosroshahi H. G., Benson A. J., Bower R. G., Pearce F., 2010, *MNRAS*, 405, 1873
- Davis M., Efstathiou G., Frenk C. S., White S. D. M., 1985, *ApJ*, 292, 371
- De Lucia G., Blaizot J., 2007, *MNRAS*, 375, 2
- De Lucia G., Boylan-Kolchin M., Benson A. J., Fontanot F., Monaco P., 2010, *MNRAS*, 406, 1533
- Diaferio A., Geller M. J., Ramella M., 1994, *AJ*, 107, 868
- Díaz-Giménez E., Mamon G. A., 2010, *MNRAS*, 409, 1227
- Díaz-Giménez E., Muriel H., Mendes de Oliveira C., 2008, *A&A*, 490, 965
- Díaz-Giménez E., Zandivarez A., Proctor R., Mendes de Oliveira C., Abramo L. R., 2011, *A&A*, 527, A129
- Díaz-Giménez E., Zandivarez A., Mamon G., Taverna A., 2019, in prep
- Dubinski J., 1998, *ApJ*, 502, 141
- Eke V. R., et al., 2004, *MNRAS*, 348, 866
- Farhang A., Khosroshahi H. G., Mamon G. A., Dariush A. A., Raouf M., 2017, *ApJ*, 840, 58
- Girardi M., et al., 2014, *A&A*, 565, A115
- Gozaliasl G., Khosroshahi H. G., Dariush A. A., Finoguenov A., Jassur D. M. Z., Molaeinezhad A., 2014, *A&A*, 571, A49
- Gozaliasl G., Finoguenov A., Khosroshahi H. G., Mirkazemi M., Erfanianfar G., Tanaka M., 2016, *MNRAS*, 458, 2762
- Gozaliasl G., et al., 2018, *MNRAS*, 475, 2787
- Gozaliasl G., et al., 2019, *MNRAS*, 483, 3545
- Guo Q., et al., 2011, *MNRAS*, 413, 101

- Guo Q., White S., Angulo R. E., Henriques B., Lemson G., Boylan-Kolchin M., Thomas P., Short C., 2013, *MNRAS*, 428, 1351
- Harrison C. D., et al., 2012, *ApJ*, 752, 12
- Helsdon S. F., Ponman T. J., 2003, *MNRAS*, 340, 485
- Henriques B. M. B., White S. D. M., Thomas P. A., Angulo R., Guo Q., Lemson G., Springel V., Overzier R., 2015, *MNRAS*, 451, 2663
- Hernquist L., Katz N., Weinberg D. H., 1995, *ApJ*, 442, 57
- Hickson P., 1982, *ApJ*, 255, 382
- Hickson P., Rood H. J., 1988, *ApJ*, 331, L69
- Jones L. R., Ponman T. J., Horton A., Babul A., Ebeling H., Burke D. J., 2003, *MNRAS*, 343, 627
- Kanagusuku M. J., 2014, Master's thesis, Universidad Nacional de Córdoba, Facultad de Matemática, Astronomía y Física
- Kanagusuku M. J., Díaz-Giménez E., Zandivarez A., 2016, *A&A*, 586, A40
- Khosroshahi H. G., Maughan B. J., Ponman T. J., Jones L. R., 2006a, *MNRAS*, 369, 1211
- Khosroshahi H. G., Ponman T. J., Jones L. R., 2006b, *MNRAS*, 372, L68
- Khosroshahi H. G., Ponman T. J., Jones L. R., 2007, *MNRAS*, 377, 595
- Klypin A. A., Trujillo-Gomez S., Primack J., 2011, *ApJ*, 740, 102
- Klypin A., Yepes G., Gottlöber S., Prada F., Heß S., 2016, *MNRAS*, 457, 4340
- Komatsu E., et al., 2011, *ApJS*, 192, 18
- Krzywinski M., Altman N., 2014, *Nature Methods*, 11, 119
- Kundert A., et al., 2015, *MNRAS*, 454, 161
- Kundert A., D'Onghia E., Aguerri J. A. L., 2017, *ApJ*, 845, 45
- La Barbera F., de Carvalho R. R., de la Rosa I. G., Sorrentino G., Gal R. R., Kohl-Moreira J. L., 2009, *AJ*, 137, 3942
- Li C., White S. D. M., 2009, *MNRAS*, 398, 2177
- Li Y., Mo H. J., Gao L., 2008, *MNRAS*, 389, 1419
- Lidman C., et al., 2012, *MNRAS*, 427, 550
- Limber D. N., Mathews W. G., 1960, *ApJ*, 132, 286

- Lu Y., et al., 2014, *ApJ*, 795, 123
- Mamon G. A., 1987, *ApJ*, 321, 622
- Mamon G. A., 1992, *ApJ*, 401, L3
- McConnachie A. W., Patton D. R., Ellison S. L., Simard L., 2009, *MNRAS*, 395, 255
- McGill R., Tukey J. W., Larsen W. A., 1978, *The American Statistician*, 32, 12
- Mendes de Oliveira C. L., Carrasco E. R., 2007, *ApJ*, 670, L93
- Mendes de Oliveira C., Hickson P., 1994, *ApJ*, 427, 684
- Mendes de Oliveira C. L., Cypriano E. S., Sodré Jr. L., 2006, *AJ*, 131, 158
- Méndez-Abreu J., et al., 2012, *A&A*, 537, A25
- Milosavljevi  M., Miller C. J., Furlanetto S. R., Cooray A., 2006, *ApJ*, 637, L9
- Mo H., van den Bosch F. C., White S., 2010, *Galaxy Formation and Evolution*. Cambridge University Press
- Planck Collaboration et al., 2015, *A&A*, 580, A22
- Ponman T. J., Allan D. J., Jones L. R., Merrifield M., McHardy I. M., Lehto H. J., Luppino G. A., 1994, *Nature*, 369, 462
- Ponman T. J., Bourner P. D. J., Ebeling H., Böhringer H., 1996, *MNRAS*, 283, 690
- Proctor R. N., de Oliveira C. M., Dupke R., de Oliveira R. L., Cypriano E. S., Miller E. D., Rykoff E., 2011, *MNRAS*, 418, 2054
- Ragone-Figueroa C., Granato G. L., Ferraro M. E., Murante G., Biffi V., Borgani S., Planelles S., Rasia E., 2018, *MNRAS*, 479, 1125
- Ramella M., Diaferio A., Geller M. J., Huchra J. P., 1994, *AJ*, 107, 1623
- Raouf M., Khosroshahi H. G., Ponman T. J., Dariush A. A., Molaeinezhad A., Tavasoli S., 2014, *MNRAS*, 442, 1578
- Raouf M., Khosroshahi H. G., Dariush A., 2016, *ApJ*, 824, 140
- Rose J. A., 1977, *ApJ*, 211, 311
- Rubin V. C., Hunter D. A., Ford Jr. W. K., 1991, *ApJS*, 76, 153
- Santos W. A., Mendes de Oliveira C., Sodr e Jr. L., 2007, *AJ*, 134, 1551
- Schneider D. P., Gunn J. E., 1982, *ApJ*, 263, 14

- Snaith O. N., Gibson B. K., Brook C. B., Courty S., Sánchez-Blázquez P., Kawata D., Knebe A., Sales L. V., 2011, *MNRAS*, 415, 2798
- Spergel D. N., et al., 2003, *ApJS*, 148, 175
- Springel V., Yoshida N., White S. D. M., 2001, *New Astronomy*, 6, 79
- Springel V., et al., 2005, *Nature*, 435, 629
- Stephan C. P., 1977, *Information Bulletin on Variable Stars*, 1350
- Stringer M. J., Brooks A. M., Benson A. J., Governato F., 2010, *MNRAS*, 407, 632
- Vikhlinin A., McNamara B. R., Hornstrup A., Quintana H., Forman W., Jones C., Way M., 1999, *ApJ*, 520, L1
- Voevodkin A., Borozdin K., Heitmann K., Habib S., Vikhlinin A., Mescheryakov A., Hornstrup A., Burenin R., 2010, *ApJ*, 708, 1376
- Vogelsberger M., et al., 2014, *MNRAS*, 444, 1518
- Vogt F. P. A., Dopita M. A., Kewley L. J., 2013, *ApJ*, 768, 151
- Walke D. G., Mamon G. A., 1989, *A&A*, 225, 291
- White M., 2001, *A&A*, 367, 27
- Zabludoff A. I., Mulchaey J. S., 1998, *ApJ*, 498, L5
- Zandivarez A., Díaz-Giménez E., Mendes de Oliveira C., Ascaso B., Benítez N., Dupke R., Sodré L., Irwin J., 2014, *A&A*, 561, A71
- Zarattini S., et al., 2014, *A&A*, 565, A116
- Zarattini S., et al., 2015, *A&A*, 581, A16
- Zarattini S., et al., 2016, *A&A*, 586, A63
- Zepf S. E., 1993, *ApJ*, 407, 448