

Universidad Nacional de Córdoba

Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación

Trabajo Especial de Licenciatura en
Astronomía

**Formación de grupos compactos
de galaxias en simulaciones
cosmológicas hidrodinámicas**



Autor: Bruno Martín Celiz

Director: Dr. Mario Abadi



Esta obra está bajo una Licencia Creative Commons Atribución 4.0 Internacional.

Al lector:

El siguiente manuscrito es el momento cúlmine de la vida de un estudiante. Años y años de sacrificio, buenos y malos días, situaciones de (efímera) gloria y amargura; mañanas, tardes, noches y madrugadas de esfuerzos que rozaban el sinsentido en pos del entendimiento de problemas y teoremas propuestos en el cuatrimestre de turno. El fin de la transición entre un estudiante de grado y un investigador.

No existe combinación de letras capaz de cuantificar lo agradecido que estoy con todos aquellos que me han rodeado en esta etapa, tanto los que están como los que estuvieron. Amigos con quienes reí y lloré, día y noche; profesores y compañeros que me han instruido y escuchado; pero por sobre todo a mi familia, que sin ellos hoy no estaría escribiendo esto. A ellos, que me han brindado todo y más para caminar este hermoso camino que, nada más lejos, recién comienza.

Resumen

Los grupos compactos de galaxias son agrupaciones aisladas de 4 o más galaxias de brillo similar ($\Delta m \leq 3$ mag) que se encuentran muy próximas entre sí ($d \lesssim 200$ kpc) y con dispersiones de velocidades relativamente bajas ($\sigma \lesssim 400$ km s⁻¹). La existencia de estos grupos, es decir, su identificación en catálogos observacionales, representa en sí mismo un problema abierto para la formación y evolución de galaxias y sistemas de galaxias. La alta densidad de estas regiones combinada con la baja dispersión de velocidades indican tiempos de coalescencia cortos, haciendo presuponer que la mayoría de sus miembros deberían fusionarse entre sí.

Utilizando la simulación numérica cosmológica hidrodinámica TNG100-1 estudiamos la formación y evolución de grupos compactos identificados a diferente corrimiento al rojo ($0 \leq z \lesssim 0.2$). Encontramos que los grupos compactos son sistemas transitorios que en el momento de su identificación están atravesando por una configuración circunstancial de alta densidad que dura por un período relativamente corto de tiempo ($t \lesssim 2$ Gyr). Nuestros resultados muestran que en un modelo jerárquico como el de materia oscura fría con constante cosmológica (Λ CDM), la acreción frecuente de otras galaxias a un grupo compacto, la fusión entre miembros y/o su descompactificación, obstaculizan la evolución del grupo de manera tal que sus miembros no logran fusionarse en una única galaxia masiva.

Abstract

The compact groups of galaxies are isolated systems of 4 or more galaxies with similar brightness ($\Delta m \leq 3$ mag) that are very close to each other ($d \lesssim 200$ kpc) and have relatively low velocity dispersion ($\sigma \lesssim 400$ km s⁻¹). The existence of these groups, that is, their identification in observational catalogs, entails an open problem to the formation and evolution of galaxies and systems of galaxies. The high density of these regions combined with the low velocity dispersion indicates short coalescence times, suggesting that the majority of their members should have already merged with each other.

Using the cosmological hydrodynamic simulation TNG100-1 we studied the formation and evolution of compact groups of galaxies identified at different redshift ($0 \leq z \lesssim 0.2$). We found that compact groups are transient systems that, at the time of their identification, are going through a circumstantial high density configuration that lasts for a relatively short period of time ($t \lesssim 2$ Gyr). Our results show that in a hierarchical model such as the cold dark matter with cosmological constant (Λ CDM), the frequent accretion of other galaxies or the infall into a larger system such as a nearby cluster, prevents the group's isolated evolution, disturbing a possible merger between all of its members.

Índice general

Resumen	III
1. Introducción	2
1.1. Grupos Compactos de Galaxias	2
1.1.1. Criterios observacionales	3
1.2. Simulaciones cosmológicas	8
1.2.1. Identificación de halos en simulaciones	9
1.3. Grupos Compactos en simulaciones cosmológicas	10
2. Metodología	14
2.1. Simulaciones IllustrisTNG y TNG100	14
2.2. Criterios de Identificación	16
3. Análisis	20
3.1. Muestra a corrimiento al rojo $z = 0$	20
3.2. Ensamblaje de Grupos Compactos	24
3.3. ¿Luminosidad o Tamaño?	26
3.4. Muestras a corrimiento al rojo $z > 0$	28
3.5. Evolución temporal de Grupos Compactos	30
4. Discusión	38
4.1. Comparación de Grupos Compactos simulados y observados	38
4.2. Completitud de los grupos de galaxias	40
4.3. Coalescencia de Grupos Compactos	40
5. Conclusiones	42
Referencias	44

Capítulo 1

Introducción

1.1. Grupos Compactos de Galaxias

Los Grupos Compactos (GCs) son sistemas formados por pocas galaxias ($N \sim 4$) separadas por distancias proyectadas del orden de unas pocas decenas de kpc, que alcanzan densidades comparables a la de los centros de cúmulos de galaxias pero con dispersiones de velocidad sistemáticamente menores ($\sigma \sim 300 \text{ km s}^{-1}$). Estas densidades tan altas predicen tiempos de cruce del orden de las centésimas de la edad del Universo, por lo que se presume que en un tiempo de Hubble las galaxias de los GCs ya deberían haberse fusionado (Mamon, 1987). Es por ello que la identificación de numerosos GCs en relevamientos observacionales tales como el *Sloan Digital Sky Survey*¹ (SDSS, York et al. (2000)) y *Two Micron All-Sky Survey*² (2MASS, Skrutskie et al. (2006)) presenta en sí mismo un desafío para los modelos teóricos de formación de galaxias y sistemas de galaxias. Además, son escenarios ideales para estudiar las interacciones entre galaxias y su efecto en la evolución de las mismas.

Observacionalmente el grado de compacticidad de un grupo de galaxias se parametriza en función del brillo superficial promedio μ de las galaxias miembro del mismo, utilizando la Ec. 1.1.1

$$\mu = -2.5 \log \left(\frac{\sum_{i=1}^N 10^{-0.4m_i}}{\pi\theta^2} \right) \quad (1.1.1)$$

donde m_i es la magnitud aparente de la i -ésima galaxia del grupo y θ es el

¹<https://www.sdss4.org/>

²<https://www.ipac.caltech.edu/2mass/>

radio angular de la circunferencia más pequeña que contiene a los centros de todas las galaxias miembro. La ecuación anterior puede reescribirse en términos de la luminosidad y el tamaño proyectado del grupo

$$\mu = 36.57 - 2.5 \log \left(\frac{\sum_{i=1}^N L_i / L_{\odot}}{\pi (R_p / \text{kpc})^2} \right) + M_{\odot} \quad (1.1.2)$$

donde L_i es la luminosidad de la i -ésima galaxia miembro (en luminosidades solares), R_p es el radio proyectado (en kpc) del grupo y M_{\odot} la magnitud absoluta del Sol en la banda fotométrica utilizada. Esta ecuación permite la conversión de unidades de brillo superficial L_{\odot}/kpc^2 a $\text{mag}/\text{arcsec}^2$. Este estimador de compacticidad es independiente de la distancia del observador al sistema.

A modo de ilustración, en la Fig. 1.1 se muestran imágenes compuestas, es decir, formadas por la combinación de diferentes bandas espectrales, de los siguientes grupos compactos observados: Quinteto de Stefan (Stephan, 1877) (panel izquierdo, imagen obtenida por el *James Webb Space Telescope*³, JWST), Sexteto de Seyfert (Seyfert, 1951) (panel central, imagen obtenida por el *Hubble Space Telescope*⁴, HST) y Grupo Compacto de Hickson 4 (HCG4, Hickson (1982)) (panel derecho, imagen obtenida del SDSS). Una inspección visual de las mismas permite apreciar que la separación proyectada típica entre las galaxias es del orden del tamaño de las mismas, y que algunos de los miembros presentan fuertes rasgos de interacciones de marea.

1.1.1. Criterios observacionales

De los trabajos pioneros acerca de la identificación de GCs, como los de Vorontsov-Velyaminov (1959) o Rose (1977), el que cimentó las bases para la caracterización de dichos sistemas es el de Hickson (1982). Utilizando las placa fotográficas del *Palomar Observatory Sky Survey*⁵ (POSS, Minkowski y Abell (1963)) identificó visualmente 100 sistemas. Los criterios que definió para clasificar a un grupo de galaxias como GC fueron los siguientes:

- Criterio de población:

$$N \geq 4 \quad (1.1.3)$$

³<https://webbtelescope.org>

⁴<https://hubblesite.org>

⁵<https://skyserver.sdss.org/dr5/en/proj/advanced/skysurveys/poss.asp>



Figura 1.1: *Panel izquierdo:* Imagen de 7.4×7.4 arcmin del Quinteto de Stephan obtenido por el JWST. Este fue el primer GC identificado y también recibe el nombre HCG92. *Panel central:* Imagen de 2×2 arcmin del Sexteto de Seyfert obtenido por el HST. También recibe el nombre HCG79. *Panel derecho:* Imagen de 5×5 arcmin del HCG4. Estudios espectroscópicos posteriores a su identificación reportan que estos GCs poseen galaxias de campo que no están interactuando con el resto del grupo y sólo por efectos de proyección son identificadas como miembros del GC.

Un GC debe estar conformado por 4 o más galaxias de brillo similar, es decir, sólo se consideran como miembros aquellas galaxias cuya diferencia de magnitud aparente no sea mayor a 3 magnitudes de la más brillante del grupo ($\Delta m \leq 3$ mag). Nótese que esta diferencia corresponde a un cociente de luminosidades $f = 10^{\Delta m/2.5}$, donde para $\Delta m = 3$ se obtiene $f \approx 16$.

- Criterio de aislamiento:

$$\theta_* > 3 \theta \quad (1.1.4)$$

Un GC debe estar relativamente aislado, es decir, la galaxia de brillo similar más cercana que no pertenece al grupo tiene que encontrarse a una distancia angular θ_* mayor a 3 veces el radio angular θ del grupo. Este criterio pretende evitar identificar como GC a subestructuras dentro de cúmulos de galaxias.

- Criterio de compactidad:

$$\mu \leq 26 \text{ mag arcsec}^{-2} \quad (1.1.5)$$

Se elige un valor límite de brillo superficial para distinguir entre grupos compactos y grupos no compactos. El catálogo de Hickson (1982) fue construido utilizando la magnitud aparente de las galaxias en la banda E del POSS, reportando valores de μ dentro del rango 21-26 mag arcsec $^{-2}$ para sus GCs.

Estos criterios no tienen en cuenta la posible contaminación de grupos debido a efectos de proyección. Diversos autores, aplicando algoritmos de identificación en

relevamientos más modernos como el SDSS y el 2MASS (véase por ejemplo McConachie et al. (2009), Díaz-Giménez et al. (2012), Sohn et al. (2015), Díaz-Giménez et al. (2018) y Zheng y Shen (2021)), incluso el mismo Hickson en un trabajo posterior (Hickson et al., 1992), tienen en cuenta adicionalmente información espectroscópica para aprovechar la velocidad radial de las galaxias como un indicador de la pertenencia o no al grupo. Particularmente, Hickson et al. (1992) reporta que el 31 % de los grupos identificados por Hickson (1982) posee al menos un miembro con velocidad radial que difiere en más de 1000 km s^{-1} respecto a la velocidad promedio del grupo. Es decir, aproximadamente un tercio de la muestra incluyen galaxias que sólo son miembros en proyección y no forman parte del grupo físicamente.

De los ejemplos de GCs mostrados en la Fig. 1.1, el análisis espectroscópico del HCG4 (panel derecho) indica que algunas galaxias presentan diferencias en velocidades radiales de más de 10000 km s^{-1} (Hickson et al. (1992), Tabla 1.1). Este grupo está formado en realidad por 2 pares de galaxias más 1 galaxia individual a corrimientos al rojo muy diferentes, y no por un sistema de 5 galaxias ligadas gravitacionalmente. Asimismo, el Quinteto de Stephan (panel izquierdo) es realmente 1 galaxia de campo y un sistemas de 4 galaxias interactuantes; y el Sexteto de Seyfert (panel central) es un grupo de 4 galaxias (1 “miembro” del sexteto es en realidad la cola de marea de otra galaxia) y 1 galaxia de campo (Hickson et al., 1992).

Nombre	v_r [km s^{-1}]
HCG4A	8050
HCG4B	6985
HCG4C	18410
HCG4D	8240
HCG4E	18480

Tabla 1.1: Velocidades radiales de los miembros del HCG4 reportados por Hickson et al. (1992). Existen galaxias cuya velocidad a lo largo de la línea de la visual difieren en más de 10000 km s^{-1} entre sí.

La inclusión de un criterio de velocidad radial permite identificar grupos de galaxias cuyos miembros poseen velocidades similares entre sí, tal que si una galaxia presenta valores significativamente superiores o inferiores a la del grupo, no se considera como parte del mismo. Es por ello que trabajos más recientes tienen en cuenta un criterio adicional:

- Criterio de velocidad radial:

$$\Delta v = \frac{c|z_i - \bar{z}_{cm}|}{1 + \bar{z}_{cm}} \leq 1000 \text{ km s}^{-1} \quad (1.1.6)$$

Las galaxias miembros deben poseer velocidad radial $c \times z_i$ (siendo c la velocidad de la luz y z_i el corrimiento al rojo medido de la i -ésima galaxia miembro) que no difiera en más de 1000 km s^{-1} de la velocidad promedio del grupo, con \bar{z}_{cm} el corrimiento al rojo promedio del grupo.

Más aún, analizando los datos obtenidos por McConnachie et al. (2009) para GCs identificados en el SDSS, se puede estimar que el 74 % poseen miembros cuyas velocidades radiales difieren en más de 1000 km s^{-1} del promedio del grupo, lo que indicaría que el nivel de contaminación es mucho más alto que el detectado originalmente por Hickson et al. (1992). Este porcentaje fue obtenido al calcular la fracción de grupos de 4 o más galaxias cuya velocidad radial fue medida para todos los miembros y se verifica que sus velocidades difieren en más de 1000 km s^{-1} . Datos disponibles en la Tabla 5 de McConnachie et al. (2009).

Luego de la publicación del catálogo de Hickson, diversos autores han identificado y analizado las propiedades de GCs en catálogos observacionales utilizando técnicas automáticas (véase Prandoni et al. (1994) y Iovino (2002) sobre el COSMO/UKST Southern Galaxy Catalog; Iovino et al. (2003) y de Carvalho et al. (2005) sobre el DPOSS. Además, en el espacio distorsionado incluyendo corrimientos al rojo: Barton et al. (1996) sobre el CfA2; Allam y Tucker (2000) sobre Las Campanas; Díaz-Giménez et al. (2012) sobre el 2MASS/2M++; Deng et al. (2007), McConnachie et al. (2009), Sohn et al. (2015), Sohn et al. (2016), Díaz-Giménez et al. (2018) y Zheng y Shen (2021) sobre el SDSS). Aunque cada uno de ellos aplican criterios de identificación diferentes y a muestras observacionales diferentes, las propiedades de los GCs identificados se pueden resumir en que: i) el número de miembros se encuentra en el rango $3 \leq N \leq 10$, siendo la mayoría sistemas de 3 galaxias miembro⁶; ii) la dispersión de velocidad de los grupos varía en el rango $100 \text{ km s}^{-1} \lesssim \sigma \lesssim 800 \text{ km s}^{-1}$, aunque el grueso de las muestras no supera los $\sim 400 \text{ km s}^{-1}$; iii) poseen tamaño proyectado en el rango $10 \text{ kpc} \lesssim R_p \lesssim 200 \text{ kpc}$, con una distancia proyectada promedio entre galaxias de 50-100 kpc. En el panel superior de la Fig. 1.2 (Sohn et al., 2015) se muestran histogramas de la dispersión

⁶El límite inferior de miembros varía según el autor, pudiendo considerar como grupos aquellos sistemas de 3 galaxias.

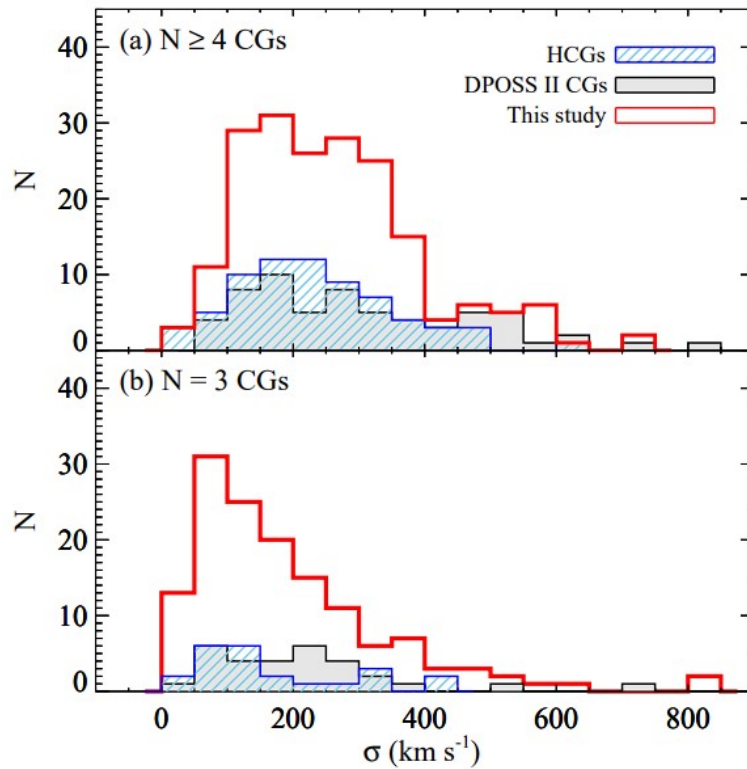


Figura 1.2: Distribución de la dispersión de velocidades de GCs pertenecientes a la muestra de Sohn et al. (2015) (histograma rojo vacío, obtenida del SDSS DR12), a la de Pompei y Iovino (2012) (histograma negro relleno, DPOSS II) y a los obtenidos por Hickson (1982) (histograma azul a rayas, POSS). El panel superior corresponde a los GCs con 4 o más miembros mientras que el panel inferior corresponde a aquellos con 3 miembros. El grueso de GCs de las 3 muestras consideradas presenta valores de dispersión de velocidad $\sigma \lesssim 400 \text{ km s}^{-1}$. Gráfico extraído de Sohn et al. (2015).

de velocidades de GCs con 4 o más miembros, pertenecientes a diferentes catálogos, donde el valor más frecuente corresponde a $\sigma \sim 200 \text{ km s}^{-1}$ en todos los casos. En el panel inferior se grafica el histograma de dispersión de velocidades pero para los GCs de 3 miembros. La muestra de GCs obtenida por Sohn et al. (2015) es extraída a partir de los datos del *Data Release 12* (DR12) del SDSS, la de Pompei y Iovino (2012) a partir del *Second Digital Palomar Observatory Sky Survey* (DPOSS II) y la de Hickson (1982) de su catálogo del POSS.

Hay que tener en cuenta que, incluso cumpliendo con estos criterios anteriormente descritos, existe la posibilidad de que algunos GCs correspondan a configuraciones elongadas a lo largo de la línea de la visual. Mamon (1986), utilizando modelos numéricos, encuentra que el $\sim 85\%$ de los GCs (cuyos miembros poseen velocidades radiales concordantes) pueden deberse al alineamiento fortuito de galaxias con el

observador y no a grupos físicamente compactos, es decir, el estimador de compacticidad μ de los GCs varía significativamente con la elección de la línea de la visual. Estos grupos contaminan la muestra de GCs ya que son un estado transitorio no compacto de grupos de galaxias, y no son regiones del Universo con densidades de materia tan extremadamente altas como aparentan. Asegurar que un conjunto de galaxias están separadas por pocos kpc (no sólo en distancia proyectada) y por lo tanto formando un sistema físicamente denso sólo es posible al conocer las posiciones 3-dimensionales de todos sus miembros.

1.2. Simulaciones cosmológicas

Desde el punto de vista teórico, las simulaciones numéricas son una herramienta fundamental para estudiar la formación y evolución de los GCs ya que permiten identificar estos sistemas utilizando información mucha más completa, como la posición 3D y la masa de cada galaxia, pudiendo así seguir su evolución temporal inversa para dilucidar su origen. Diversas colaboraciones internacionales tales como *IllustrisTNG*⁷ (Nelson et al., 2019) y *EAGLE*⁸ (Schaye et al., 2015) han realizado simulaciones cosmológicas hidrodinámicas con un alto costo computacional, que son de acceso público y representan la vanguardia en este área. Las mismas siguen la evolución temporal desde el Big Bang hasta el presente de las principales componentes de masa del Universo (materia oscura y bariones: gas y estrellas) en el contexto del modelo cosmológico de materia oscura fría con constante cosmológica (Λ CDM, por sus siglas en inglés). Estas simulaciones implementan una serie de procesos astrofísicos tales como enfriamiento radiativo, formación estelar, procesos de realimentación por explosiones de supernovas y por núcleos de galaxias activas, enriquecimiento químico, formación de agujeros negros, etc. que son fundamentales para la formación y evolución de las galaxias. Alternativamente, la formación de galaxias se puede implementar a través de recetas *ad-hoc* que asignan modelos analíticos de galaxias a los halos de materia oscura que se forman en simulaciones que sólo incluyen fuerzas gravitacionales (por ejemplo *Millennium*⁹, Springel et al. (2005) y *MultiDark*¹⁰, Riebe et al. (2013)). Esta metodología denominada usualmente como modelos semi-analíticos de formación de galaxias (SAM) requiere un costo computacional mucho

⁷<https://www.tng-project.org/>

⁸<https://eagle.strw.leidenuniv.nl/>

⁹<https://wwwmpa.mpa-garching.mpg.de/millennium/>

¹⁰<https://www.cosmosim.org/cms/data/projects/multidark-bolshoi-project/>

menor que las simulaciones cosmológicas hidrodinámicas a costa de asignar distintos tipos de galaxias teniendo en cuenta la historia evolutiva de los halos simulados, sin seguir detalladamente los procesos astrofísicos. La ventaja de estos modelos semi-analíticos es que permiten una exploración del espacio de parámetros mucho más fina que las simulaciones cosmológicas hidrodinámicas.

1.2.1. Identificación de halos en simulaciones

Ya sea que se utilicen simulaciones cosmológicas hidrodinámicas o modelos semi-analíticos de formación de galaxias, es necesario implementar una metodología para identificar e individualizar tanto halos como galaxias en las simulaciones. Debe tenerse en cuenta que ambos son sistemas extendidos que no poseen un borde preciso hasta donde llega su extensión espacial y, por lo tanto, es indispensable decidir cuáles son las partículas que pertenecen a un objeto determinado ¿Cómo se define una galaxia en una simulación? ¿Qué partículas pertenecen a un mismo halo? ¿Cómo es posible realizar el seguimiento de una galaxia a lo largo del tiempo? Algoritmos de percolación como *Friends-of-Friends* (Davis et al., 1985) (FoF), *Amiga's Halo Finder* (Knollmann y Knebe, 2009) o *ROCKSTAR* (Behroozi et al., 2013) han sido desarrollados para identificar estructuras y subestructuras teniendo en cuenta la información dinámica de cada partícula tales como masa, posición y velocidad. De este modo, los grupos de partículas que han sido identificados como pertenecientes a una misma estructura reciben el nombre de Grupo FoF (halo). La identificación de subestructuras (subhalos) dentro de los Grupos FoF es necesaria para identificar las galaxias individuales que forman parte de sistemas más masivos tales como los cúmulos de galaxias. A modo de ilustración, en la Fig. 1.3 se muestran partículas (puntos celestes) que, dada la longitud de vinculación del identificador FoF empleado, son consideradas como pertenecientes al mismo grupo, representado por la región amarilla.

La aplicación de un algoritmo de identificación a una serie de salidas consecutivas temporales de una simulación permite ir construyendo la historia evolutiva de cada uno de los halos y subhalos individuales de la simulación. La naturaleza jerárquica del modelo Λ CDM en la cual halos más pequeños se fusionan para dar lugar a los más grandes hace que la historia particular de un halo se describa a través de las sucesivas fusiones que van teniendo lugar a lo largo de su evolución. Esta historia se resume a través de los así llamados árboles de fusiones, donde cada rama representa un progenitor en un tiempo determinado. Los halos más antiguos son llamados

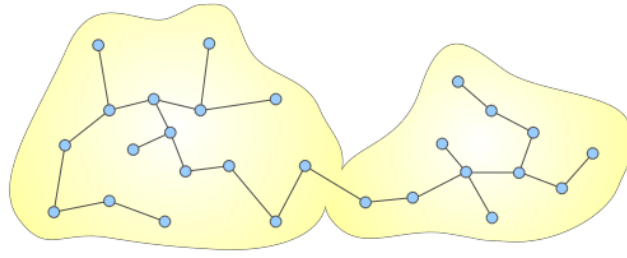


Figura 1.3: Ilustración de un Grupo FoF (región amarilla), identificado a partir de la percolación de partículas (puntos celestes) sucesivas. El grupo se define considerando las partículas que el algoritmo vincula a partir de su proximidad. Imagen obtenida de CosmoSim (<https://www.cosmosim.org/cms/data/halo-finders/>)

progenitores mientras que los más recientes son sus descendientes. El subhalo progenitor de mayor masa al momento de una fusión define la rama principal del árbol en ese instante. La conexión temporal entre subhalos dentro de una simulación puede ser llevado a cabo mediante algoritmos como `LHaloTree` (Springel et al., 2005) o `SUBLINK` (Rodríguez-Gomez et al., 2015). A modo de ilustración, en la Fig. 1.4 se muestra un esquema del árbol de fusiones de un halo simulado, donde el tiempo avanza hacia arriba y en cada salida de la simulación una rama del árbol se une a la rama principal, representando las fusiones entre progenitores del halo identificado a $z = 0$.

1.3. Grupos Compactos en simulaciones cosmológicas

Con el objetivo de comparar y reproducir de manera teórica los resultados observacionales, diversos autores (véase McConnachie et al. (2008), Díaz-Giménez y Mamon (2010), Díaz-Giménez et al. (2012), Díaz-Giménez et al. (2018) y Díaz-Giménez et al. (2020)) han estudiado las propiedades de GCs obtenidos en catálogos sintéticos, a partir de la aplicación de modelos semi-analíticos de formación y evolución de galaxias a simulaciones cosmológicas *gravity-only* como *Millenium* y la posterior identificación mediante algoritmos de búsqueda utilizando información 2 1/2 D (en el espacio de corrimiento al rojo). Las propiedades reportadas en dichos trabajos, tales como dispersión de velocidades, tiempos de cruce y tamaño proyectado de aquellos GCs simulados son consistentes con los valores de muestras observacionales. Teniendo en cuenta las posiciones 3-dimensionales de sus miembros, es posible diferenciar entre GCs que cumplen el criterio de compacticidad por efectos de proyección de aquellos cuyas galaxias

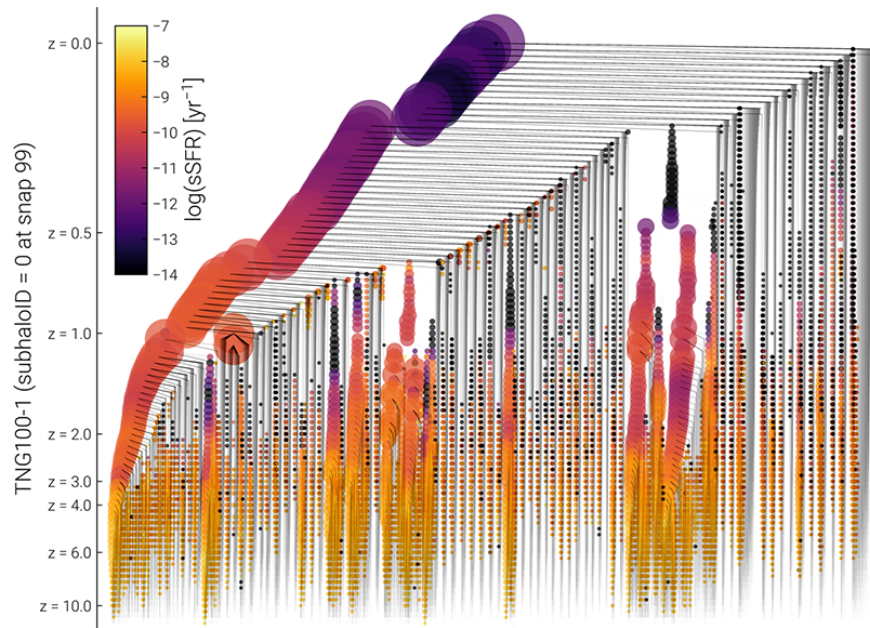


Figura 1.4: Ilustración del árbol de fusiones de un halo identificado a corrimiento al rojo $z = 0$. La evolución temporal se muestra de abajo hacia arriba y el tamaño de cada punto es proporcional a la masa del progenitor en ese instante. El halo identificado a $z = 0$ es el resultado de la fusión de muchos otros a tiempos anteriores, representados como ramificaciones de un árbol. La rama principal está determinada según la rama más gruesa dada una bifurcación, definiendo así al progenitor principal. En este caso, la rama principal del halo está representada por el camino de puntos más grandes a la izquierda de la imagen. Imagen obtenida de *TNG Collaboration*.

están en configuraciones físicamente compactas. Dentro de los métodos para definir un grado de compactidad física, se puede imponer un límite a la longitud de vinculación (*linking length*, en inglés) entre galaxias miembro (McConnachie et al., 2008), o utilizar el cociente entre la máxima separación a lo largo de la línea de visual y la máxima distancia proyectada entre las galaxias (Díaz-Giménez y Mamon, 2010). Se estima que sólo entre un 30-40% de los GCs identificados en catálogos sintéticos limitados en flujo construidos a partir de simulaciones cosmológicas son físicamente compactos, por lo que el nivel de contaminación de las muestras de GCs simulados es ligeramente menor que el propuesto por Mamon (1986) ($\sim 85\%$ de sus GCs vs. el 60-70% reportado en simulaciones cosmológicas).

Asimismo, dado a que la dinámica de un grupo de galaxias está fuertemente influenciada por la distribución de materia oscura en el sistema (véase Carnevali et al. (1981), Mamon (1987) y Navarro et al. (1987)), los tiempos de cruce (y consecuentemente la frecuencia de fusiones entre miembros) varían dependiendo de si todas las galaxias habitan o no el mismo halo de materia oscura. En el trabajo de McConnachie et al. (2008) se analizó la ocupación de los halos de materia oscura de aquellos GCs de 4 miembros en configuraciones físicamente compactas, definidos a partir de un límite en la longitud de vinculación

de $200 \text{ kpc } h^{-1}$ entre las galaxias miembro de cada GC. De este modo ellos encuentran que: i) el 55 % de los GCs se componen de 4 galaxias pertenecientes al mismo halo de materia oscura (en el 99 % de estos casos se identifica como miembro del grupo a la galaxia más masiva del halo); ii) en un porcentaje significativo de GCs se encuentran galaxias tanto o más brillantes que la central del grupo a una distancia angular $\theta_* > 3 \theta$ del GC pero dentro del mismo halo. Entonces, se estarían considerando como GC subestructuras de grupos de galaxias más extendidos (de menor grado de compacticidad); iii) Sólo el 2 % de los GCs que cumplen las condiciones de compacticidad física están formados por galaxias que habitan en 4 halos diferentes; iv) en el 43 % restante se encuentran situaciones mixtas de ocupación de halos. Por ejemplo, 2 galaxias habitan un mismo halo y mientras que los otros 2 miembros se encuentran embebidos en otro (entre otras combinaciones posibles).

Dado que los resultados previamente mencionados sugieren que un significativo porcentaje de GCs no son sistemas físicamente densos, cualquier análisis dinámico estará fuertemente sesgado por los efectos de proyección. Con el fin de estudiar la evolución temporal y caracterizar aquellos grupos cuyas galaxias se encuentren en configuraciones físicamente compactas, en la literatura podemos encontrar trabajos que prescindan de los criterios observacionales e identifican GCs aprovechando la información 3D que disponen las simulaciones (véase Farhang et al. (2017), Tzanavaris et al. (2019), Wiens et al. (2019), Díaz-Giménez et al. (2021) y Taverna et al. (2022)). Estos autores reemplazan los criterios de aislamiento y compacticidad observacionales (Sec. 1.1) por requisitos como distribución de materia alrededor de un grupo (sobredensidad) y distancia promedio entre galaxias, respectivamente, para obtener muestras libres de sesgos y analizar la evolución temporal pasada y futura de sistemas físicamente densos. Por ejemplo, Farhang et al. (2017) estudiaron la historia de ensamblaje de la masa de GCs y la compararon contra los grupos fósiles y grupos no-compactos, encontrando que los GCs ensamblan la mitad de su masa más tarde que los grupos fósiles, sin existir un fuerte vínculo entre ambos sistemas. Wiens et al. (2019), por su parte, identificaron y calcularon la abundancia de GCs a lo largo de la evolución cósmica, incluyendo corrimientos al rojo elevados ($z \gtrsim 3$), y encontraron que el pico en la fracción de galaxias que habitan GCs ocurre entre $1 \leq z \leq 3$. Por otro lado, Díaz-Giménez et al. (2021) estudiaron las vías de formación de GCs de 4 miembros a partir de sus trayectorias, reportando 4 posibles historias de ensamblaje de los mismos y hallando que la mayoría se ensambla relativamente tarde (hace menos de ~ 7.5 Gyrs, correspondiente al intervalo de corrimiento al rojo $z \lesssim 1$).

Todos los trabajos anteriores utilizan datos de galaxias generadas a partir de la aplicación de diferentes SAMs (como los de De Lucia y Blaizot (2007), Guo et al. (2011) y Henriques et al. (2015), entre otros) a simulaciones *gravity-only*. Respecto a las simulaciones cosmológicas hidrodinámicas, el único trabajo hasta la fecha es el de Hartsuiker y Ploekinger (2020), quienes estudian GCs identificados en un catálogo sintético de la

simulación *EAGLE*. Acorde a trabajos que emplean técnicas de identificación similares, también encuentran que sólo un $\sim 40\%$ de sus GCs son configuraciones físicamente compactas de galaxias, consistente con resultados reportados previamente. Además, miden el tiempo de coalescencia¹¹ de su muestra de GCs, obteniendo que todas las galaxias de un GC simulado se fusionan, en promedio, luego de 2-3 Gyr de ser identificado el grupo.

En resumen, los resultados reportados en la literatura acerca de GCs identificados utilizando criterios observacionales, ya sea en catálogos reales o en catálogos sintéticos presentan sesgos introducidos por los efectos de proyección. Los criterios observacionales hasta ahora mencionados dan lugar a la clasificación como GC de sistemas no físicamente compactos, cuyo grado de compacticidad se debe a la alineación fortuita de sus miembros, o subestructuras de agrupaciones más extendidas. La existencia de sistemas de galaxias en configuraciones físicamente compactas en un Universo de cosmología Λ CDM supone un problema abierto para la formación y evolución de grupos de galaxias.

Con el objetivo de dilucidar la evolución temporal de aquellos sistemas físicamente densos, en este trabajo analizamos el brillo superficial, tamaño, aislamiento y ocurrencia de fusiones entre miembros de GCs identificados a distinto corrimiento al rojo, a partir de la información 3D disponible públicamente de simulaciones cosmológicas hidrodinámicas de vanguardia. La estructura de este trabajo es la siguiente: En el Capítulo 2 se describen los criterios de identificación utilizados y la simulación cosmológica de la cuál se extraen los datos de galaxias y grupos de galaxias; en el Capítulo 3 se identifican GCs a diferente corrimiento al rojo, comparando la abundancia de estos sistemas con trabajos observacionales y teóricos. Luego, se lleva a cabo el análisis de la evolución temporal pasada y futura de la compacticidad de los GCs identificados, y por último se estudia cuál es la principal causa por la cuál los GCs de corrimiento al rojo $z > 0$ dejan de serlo (o no) a $z = 0$; en el Capítulo 4 se discuten las implicancias de los métodos empleados y se analiza un caso particular de GC cuyas galaxias terminan fusionándose en una única galaxia masiva, aislada; y en el Capítulo 5 se muestran las conclusiones.

¹¹Definido como el intervalo temporal en el que todas las galaxias miembro del grupo se fusionan hasta formar una única galaxia masiva

Capítulo 2

Metodología

La motivación de este trabajo es analizar la evolución temporal (pasada y futura) de GCs físicamente densos en simulaciones cosmológicas, enfocándonos en aquellas que utilizan técnicas hidrodinámicas para la formación y evolución de galaxias simuladas. Para ello, definimos muestras de grupos de galaxias a partir de los datos extraídos de la simulación cosmológica hidrodinámica TNG100 y estudiamos las escalas de tiempo durante las cuales logran mantenerse como una configuración de galaxias físicamente compacta, si sus miembros experimentan fusiones y si logran ser identificados como GC a tiempos posteriores a su identificación como tal. En este capítulo explicaremos las características de la simulación cosmológica utilizada y los criterios de identificación necesarios para la obtención de muestras de grupos físicamente compactos.

2.1. Simulaciones IllustrisTNG y TNG100

En este trabajo utilizamos los datos de las simulaciones cosmológicas magnetohidrodinámicas IllustrisTNG (Nelson et al., 2019), que son un conjunto de simulaciones que emplean el código AREPO (Springel, 2010) para evolucionar un Universo de cosmología Λ CDM, utilizando parámetros cosmológicos en concordancia con los valores obtenidos de Planck Collaboration et al. (2016) (véase Tabla 2.1), desde corrimiento al rojo $z = 127$ hasta $z = 0$. El código AREPO es capaz de replicar numéricamente los principales procesos astrofísicos de formación estelar en los que interactúa la materia bariónica, tales como la realimentación por evolución estelar, enfriamiento por radiación, la evolución química del medio, la formación y acreción de agujeros negros supermasivos, entre otros, permitiendo que los resultados obtenidos utilizando estas simulaciones sean consistentes con resultados observacionales (véase Marinacci et al. (2018), Naiman et al. (2018), Nelson et al. (2018), Pillepich et al. (2018) y Springel et al. (2018)). El proyecto IllustrisTNG pone a disposición pública las simulaciones TNG300, TNG100 y TNG50, cada una de ellas correspondiente a

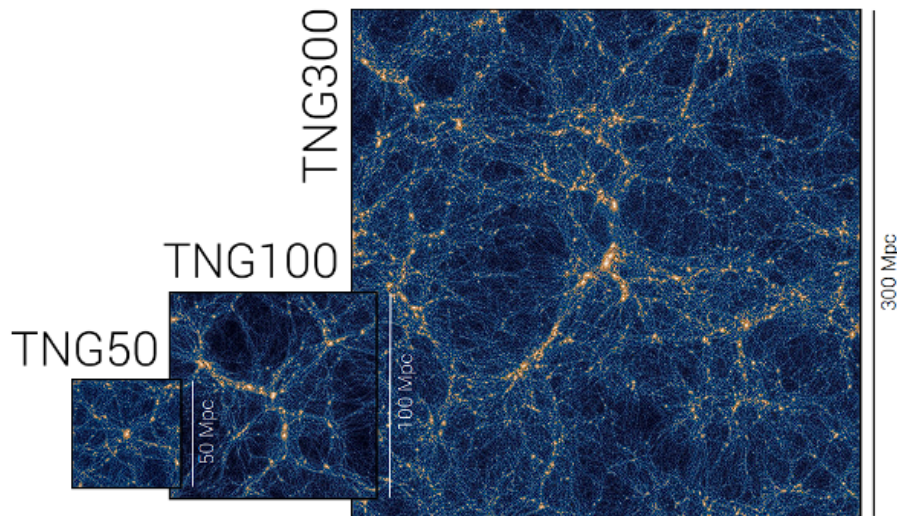


Figura 2.1: Distribución de materia oscura a corrimiento al rojo $z = 0$ obtenidas en las simulaciones de mayor resolución de cada tamaño disponible: TNG300-1, TNG100-1 y TNG50-1, lado a lado. TNG50 proporciona la mejor resolución de partículas en detrimento del volumen cosmológico representado; TNG300 simula un Universo $\sim 6^3$ veces más grande que TNG50 a costa de perder ~ 2 órdenes de magnitud en resolución de masa de partículas. Considerando el balance entre tamaño y resolución se encuentra TNG100. Imagen perteneciente a *TNG Collaboration*.

un volumen cosmológico distinto (cada uno a su vez con diferente resolución por partícula). Todas las simulaciones disponen de 100 salidas de datos que cubren un intervalo de tiempo cósmico de ~ 13.8 Gyr ($127 \gtrsim z \geq 0$). A modo de comparación, en la Fig. 2.1 se ilustra la distribución de partículas de materia oscura en cada una de las simulaciones en su versión de mayor resolución, y en la Tabla 2.2 los parámetros numéricos de cada simulación. Para cada volumen se tienen a disposición realizaciones con física bariónica y su contraparte sólo de materia oscura, diferenciándose entre sí según la resolución espacial y la masa de cada partícula. En este trabajo utilizamos la simulación TNG100-1, que es la versión de máxima resolución para este volumen.

Parámetro	Valor
$\Omega_{\Lambda,0}$	0.6911
$\Omega_{m,0}$	0.3089
$\Omega_{b,0}$	0.0486
σ_8	0.8159
n_s	0.9667
h	0.6774

Tabla 2.1: Parámetros cosmológicos utilizados en IllustrisTNG, consistentes con los resultados de Planck Collaboration et al. (2016).

		TNG50	TNG100	TNG300
Volume	[Mpc ³]	51.7 ³	110.7³	302.6 ³
L_{box}	[Mpc/ h]	35	75	205
N_{gas}	-	2160 ³	1820³	2500 ³
N_{DM}	-	2160 ³	1820³	2500 ³
N_{TR}	-	2160 ³	2 × 1820³	2500 ³
m_{baryon}	[M _⊙]	8.5×10^4	1.4×10^6	1.1×10^7
m_{DM}	[M _⊙]	4.5×10^5	7.5×10^6	5.9×10^7
$\epsilon_{\text{gas,min}}$	[pc]	74	185	370
$\epsilon_{\text{DM,*}}$	[pc]	288	740	1480

Tabla 2.2: Especificaciones de TNG50-1, **TNG100-1** y TNG300-1. Desde arriba hacia abajo, las filas indican: Volumen simulado, lado del box, cantidad de partículas de gas, cantidad de partículas de materia oscura, cantidad de partículas trazadoras, masa de cada partícula bariónica, masa de cada partícula de materia oscura, parámetro de ablandamiento de las partículas de gas y parámetro de ablandamiento de las partículas de materia oscura y estelar. Tabla extraída de *TNG Collaboration*.

La identificación de halos y subhalos fue realizada a través de algoritmos FoF (Davis et al., 1985, con un parámetro de separación media entre partículas estándar $b = 0.2$) y SUBFIND (Springel, 2010), generando para cada salida de datos un catálogo de halos y subhalos con diferentes propiedades, tales como número de grupo, posiciones, velocidades, masas, etc. Además, se disponen los árboles de fusiones SUBLINK (Rodríguez-Gomez et al., 2015) y LHaLoTree (Springel et al., 2005) de cada subhalo.

2.2. Criterios de Identificación

El primer paso es identificar agrupaciones de galaxias consistentes con los criterios observacionales de GCs. En ese sentido, para identificar GCs en la simulación TNG100-1 (en adelante TNG100) aplicamos criterios sobre la masa estelar de las galaxias y sobre el aislamiento, población y compacticidad de los grupos. Realizamos la identificación de GCs utilizando la información de los catálogos de grupos y galaxias y el árbol de fusiones de la simulación TNG100.

- Criterio de masa estelar:

$$M_{*,i} > 10^9 M_{\odot} \quad (2.2.1)$$

Sólo consideramos galaxias no-enanas. Dado que la masa de cada partícula estelar en TNG100 es de $1.4 \times 10^6 M_{\odot}$, analizamos agrupaciones constituidas por galaxias

bien definidas, formadas por más de ~ 1000 partículas estelares. La masa estelar de cada subhalo es definida como la suma de la masa de partículas estelares dentro de 2 veces el radio que contiene la mitad de la masa estelar total de cada uno¹. Este límite es ligeramente más estricto que el impuesto por Hartsuiker y Ploekinger (2020) en *EAGLE* (utilizaron $M_{*,i} > 10^{8.5} M_{\odot}$).

- Criterio de similitud:

$$\frac{M_{*,i}}{M_{*,0}} \geq 0.1 \quad (2.2.2)$$

Observacionalmente el criterio original de Hickson (1982) considera galaxias que no difieran en más de 3 magnitudes, lo que implicaría una razón de masa estelar de hasta $\sim 1:16$ entre sus miembros. En nuestro caso consideramos como galaxias similares a aquellas cuya masa estelar $M_{*,i}$ sea mayor o igual al 10 % de la masa estelar del subhalo más masivo del grupo $M_{*,0}$, correspondiendo a una diferencia de magnitudes $\Delta m \leq 2.5$ mag. Esta condición es ligeramente más restrictiva que los criterios observacionales definidos por Hickson (1982) y por ende identificamos sistemas cuyas galaxias son más comparables.

Una vez realizada la pre-selección de subhalos, definimos como GC a un conjunto de 4 o más galaxias de masa estelar similar, identificadas dentro del mismo Grupo FoF, que se encuentran en una configuración físicamente compacta. A partir de esta definición, elaboramos los siguientes criterios:

- Criterio de aislamiento:

$$\text{Que todas las galaxias pertenezcan al mismo Grupo FoF.} \quad (2.2.3)$$

Es decir, todas las galaxias deben ser identificadas como miembro de la misma agrupación (por el algoritmo FoF utilizado para crear los catálogos de halos, Sec. 2.1). Al considerar todos los Grupos FoF de cada salida de la simulación, el criterio de similitud hace que la galaxia más masiva de un GC siempre sea el objeto más masivo del halo (Grupo FoF) que habita. De esta forma, evitamos identificar subestructuras de sistemas más extendidos.

- Criterio de población:

$$N \geq 4 \quad (2.2.4)$$

Un GC debe estar conformado por al menos 4 galaxias de masa estelar similar (según el criterio de similitud, Ec. 2.2.2). Debe notarse que de esta forma se excluyen a

¹ $M_{*,i} = M_{*,i}(< r_{\text{glx}})$, con $r_{\text{glx}} = 2 \times r_{*,1/2}$. En el catálogo de IllustrisTNG corresponde a `SubhaloMassInRadType [4]`.

los tripletes de galaxias, que conforman un porcentaje significativo ($\gtrsim 90\%$) de las muestras de trabajos tanto observacionales (Sohn et al., 2015) como teóricos (Hartsuiker y Ploeckinger, 2020).

- Criterio de compacticidad:

$$\bar{\mu}_r < 26.33 \text{ mag arcsec}^{-2} \quad (2.2.5)$$

Un grupo físicamente compacto debe presentar un valor elevado de brillo superficial sin importar la elección de la línea de la visual. Para ello, medimos el brillo superficial μ_r del grupo (Ec. 1.1.2), cuyo subíndice “ r ” corresponde a la banda fotométrica de la cuál obtenemos la luminosidad de las galaxias (banda r del SDSS). Además de la luminosidad de cada galaxia, aprovechamos la información 3D al utilizar el tamaño proyectado del grupo en 3 direcciones ortogonales (XY, XZ, YZ) y promediar los 3 brillos superficiales obtenidos, determinando así el grado de compacticidad de cada grupo y evitando sesgos de selección por efectos de proyección. Sólo contribuyen al cálculo de μ_r las galaxias que cumplan el criterio de similitud para cada Grupo FoF. Siguiendo el trabajo de GCs de Taverna et al. (2016), al utilizar los datos análogos a la banda fotométrica r del SDSS, elegimos el valor límite sugerido de $26.33 \text{ mag arcsec}^{-2}$ para definir muestras de GCs simulados comparables a los observados.

El cálculo del estimador $\bar{\mu}_r$ de un grupo es posible al disponer de la posición de cada galaxia dentro del volumen cosmológico simulado y de su magnitud absoluta en la banda r . Estos datos pueden ser consultados de los catálogos de subhalos de la simulación. Entonces, a partir del radio proyectado² R_p en XY, YZ y XZ , calculamos el brillo superficial del grupo en las 3 direcciones. Obtenemos el grado de compacticidad $\bar{\mu}_r = (\mu_{r,XY} + \mu_{r,YZ} + \mu_{r,XZ})/3$ y definimos el estimador de tamaño $\bar{R}_p = (R_{XY} + R_{XZ} + R_{YZ})/3$. Como vimos en la Ec. 1.1.2, la diferencia en valores de μ_r reportados para un mismo Grupo FoF en diferentes proyecciones se debe exclusivamente al cambio de tamaño R_p del grupo en cada proyección.

²Definido como el radio del menor círculo, centrado en el centro geométrico, que encierra a todos los miembros.

En resumen, el procedimiento para la identificación y selección de GCs aplicando los criterios anteriores es:

1. Leer el catálogo disponible de subhalos identificados a un determinado instante de tiempo (correspondiente a una salida de datos). El criterio de masa estelar (Ec. 2.2.1) hace que los miembros de los grupos a considerar sean galaxias con $M_* > 10^9 M_\odot$.
2. Descartar a todos los Grupos FoF que no cumplan el criterio de población (Ec. 2.2.4). Así, definimos a la población de grupos de galaxias como aquellos sistemas de 4 o más galaxias de masa estelar similar (según el criterio de similitud, Ec. 2.2.2).
3. Calcular dispersión de velocidades, tamaño y compacticidad de toda la población de Grupos FoF considerando sólo aquellas galaxias que cumplen el criterio de similitud.
4. Los grupos que presenten un valor de $\bar{\mu}_r$ por debajo del valor límite impuesto en el criterio de compacticidad (Ec. 2.2.5) serán identificados como GC.

Estos criterios permitirán seleccionar, en diferentes salidas de la simulación, muestras de GCs a partir de la población de grupos de 4 o más galaxias de masa estelar comparable. En el siguiente capítulo compararemos la abundancia de los GCs identificados a diferente corrimiento al rojo con otros trabajos observacionales y teóricos, y la evolución temporal pasada y futura de los mismos.

Capítulo 3

Análisis

3.1. Muestra a corrimiento al rojo $z = 0$

Utilizando el catálogo de halos y subhalos correspondiente a corrimiento al rojo $z = 0$ de la simulación cosmológica TNG100, seleccionamos 131 Grupos FoF de 4 o más galaxias con masa estelar comparable, es decir, cuya masa estelar es mayor al 10% de la masa estelar de la galaxia central del grupo. En el panel central de la Fig. 3.1 graficamos el brillo superficial promedio $\bar{\mu}_r$ (compacticidad) en función de su masa estelar total¹ M_{*T} de estos 131 grupos. La figura muestra una amplia variedad de masas estelares totales y compacticidades, cubriendo un rango entre $10^{10.0} M_{\odot} \leq M_{*T} \leq 10^{12.5} M_{\odot}$ y $24.0 \text{ mag arcsec}^{-2} \leq \bar{\mu}_r \leq 30.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$, respectivamente. El valor límite de $\bar{\mu}_r = 26.33 \text{ mag arcsec}^{-2}$ (línea horizontal discontinua negra) divide la población de grupos en compactos y no compactos y en el panel derecho se muestra la distribución del brillo superficial $\bar{\mu}_r$ de toda la población de grupos. Del total de 131 Grupos FoF, 15 ($\sim 11\%$) cumplen el criterio de compacticidad $\bar{\mu}_r < 26.33 \text{ mag arcsec}^{-2}$, formados por 4 (12 GCs), 5 (2 GCs) o 7 (1 GC) galaxias, correspondiendo a la cola de la distribución de los grupos de galaxias.

Las propiedades dinámicas básicas de la población de grupos pueden resumirse en los tamaños característicos y dispersión de velocidades de los mismos. En el panel izquierdo de la Fig. 3.2 graficamos la dispersión de velocidad 3-dimensional $\sigma_v = \sqrt{\sigma_x^2 + \sigma_y^2 + \sigma_z^2}$ en función de la masa estelar total de los grupos. Se observa que los valores correspondientes a los GCs (puntos azules) se encuentran en el rango $150 \text{ km s}^{-1} \leq \sigma_v \leq 700 \text{ km s}^{-1}$, no estando segregados del resto de grupos con igual masa estelar total. En el panel derecho de la Fig. 3.2 graficamos el estimador de tamaño $\bar{R}_p = (R_{XY} + R_{XZ} + R_{YZ})/3$ en función

¹Definida como la suma de la masa estelar de todas las galaxias miembro (de masa comparable) del grupo.

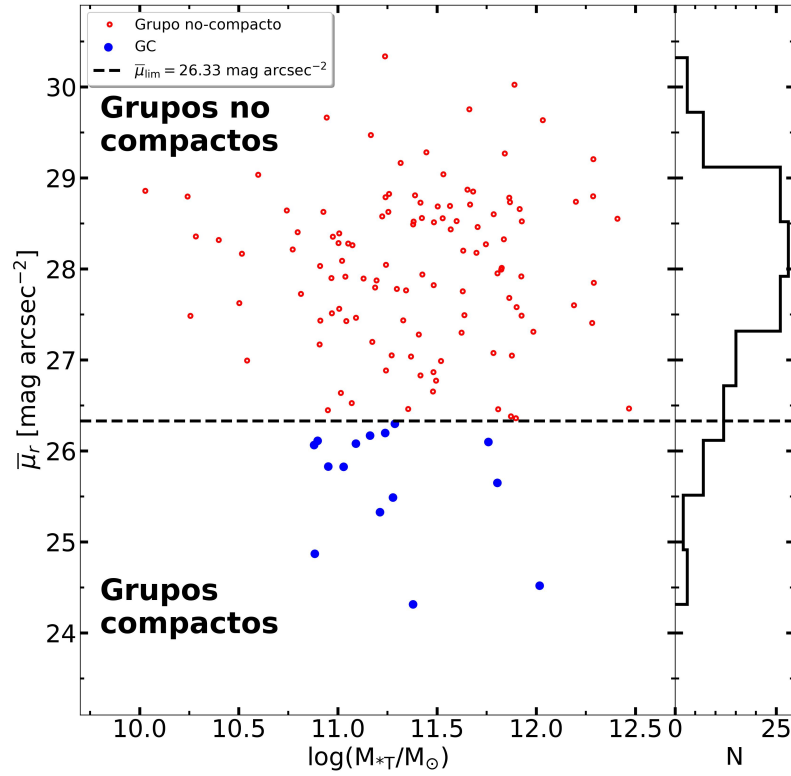


Figura 3.1: Compacticidad en función de la masa estelar total de los 131 Grupos FoF con 4 o más galaxias similares de TNG100 identificados a corrimiento al rojo $z = 0$ (*panel central*) e histograma de los valores de $\bar{\mu}_r$ de toda la población de grupos (*panel derecho*). La línea horizontal discontinua negra indica el valor límite del criterio de compacticidad $\bar{\mu}_r = 26.33$ mag arcsec $^{-2}$, separando la región que define la muestra de GCs (círculos rellenos azules) con el resto de la población (círculos vacíos rojos). Por definición los GCs van a ser el extremo de mayor brillo superficial de la población, pero la distribución del estimador no es bimodal, por lo que no se trata de una población diferente.

de la masa estelar total de cada grupo. Como es esperable, los GCs son sistemáticamente más pequeños que los demás grupos con igual masa estelar total (Ec. 1.1.2), presentando tamaños entre $80 \text{ kpc} \leq \bar{R}_p \leq 320 \text{ kpc}$. Mientras que la masa estelar total de los GCs varía un poco más de 1 orden de magnitud, tanto la dispersión de velocidad como el tamaño de los mismos varía ~ 0.6 dex entre los valores mínimos y máximos de cada parámetro. Entonces, ya que la distribución de brillo superficial de los grupos no presenta un comportamiento bimodal y sus dispersiones de velocidades no son estadísticamente diferentes al resto de grupos no-compactos, podemos inferir que los GCs no son una población de grupos diferente y el límite impuesto en el criterio de compacticidad se vuelve arbitrario. Es decir, aumentar o reducir el valor límite sólo modificaría el tamaño de la muestra y no las propiedades intrínsecas de los GCs identificados y sus galaxias.

A modo de ilustración, en la Fig. 3.3 graficamos la distribución espacial en las 3 proyecciones (XY, XZ, YZ) del Grupo FoF 469, que ha sido identificado como GC a corrimiento al rojo $z = 0$, con una paleta de colores que indica brillo superficial. Las imágenes cubren

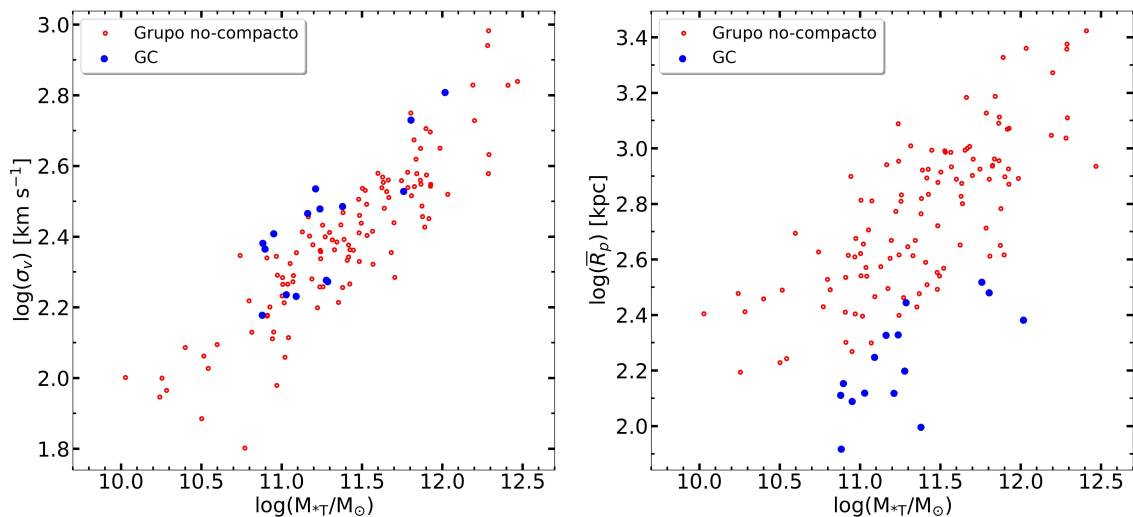


Figura 3.2: Dispersión de velocidad (*panel izquierdo*) y tamaño \overline{R}_p (*panel derecho*) en función de la masa estelar total de los 131 Grupos FoF con 4 o más galaxias similares de TNG100 identificados a corrimiento al rojo $z = 0$. Los 15 GCs se muestran como círculos rellenos azules mientras que los grupos no-compactos como círculos vacíos rojos. Si bien los GCs son sistemáticamente más pequeños dada una masa estelar total, no se aprecia una segregación en cuanto a la dispersión de velocidad de los GCs.

una región proyectada de $400 \times 400 \text{ kpc}^2$, por lo que el tamaño y la distribución espacial del grupo muestra que los 4 miembros se encuentran en una configuración físicamente compacta, evidenciándose signos de interacción entre la galaxia más masiva (ubicada en el centro) y el miembro más cercano a la misma. Además, en la Fig. 3.4 mostramos la distribución espacial de otros 3 GCs: El más masivo ($M_{*T} = 10^{12.0} M_{\odot}$, Grupo FoF 24), el más compacto ($\overline{\mu}_r = 24.31 \text{ mag arcsec}^{-2}$, Grupo FoF 142) y el más pequeño ($\overline{R}_p = 82 \text{ kpc}$, Grupo FoF 416). Las flechas celestes indican las galaxias miembro de cada GC que cumplen con el criterio de similitud en masa estelar. Cabe destacar que el GC más masivo (Grupo FoF 24, panel izquierdo) es además el de mayor dispersión de velocidades $\sigma_v = 670 \text{ km s}^{-1}$. En la Tabla 3.1 se muestran de izquierda a derecha: el número de Grupo FoF, promedio de brillo superficial en 3 proyecciones ortogonales (compacticidad), promedio de los radios proyectados (tamaño), dispersión de velocidad del sistema y masa estelar total de todos los GCs identificados a $z = 0$, resaltando en negrita los que fueron mostrados en las Figs. 3.3 y 3.4. Los criterios de identificación utilizados permiten considerar como GC a sistemas de características muy diferentes, ya que el rango de masas estelares totales cubre más de 1 orden de magnitud, la diferencia entre el de menor y mayor tamaño supera los 200 kpc y la dispersión de velocidades cubre un rango de $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$. En la Sec. 4.1 se comparan los valores de la muestra con los reportados por diferentes autores utilizando técnicas observacionales o numéricas.

Grupo FoF	$\bar{\mu}_r$ [mag arcsec $^{-2}$]	\bar{R}_p [kpc]	σ_v [km s $^{-1}$]	$\log M_{*T}$ [M_\odot]
24	24.52	240.55	670.79	12.0
57	26.10	329.51	393.53	11.8
61	25.65	301.68	554.90	11.8
142	24.31	98.92	335.50	11.4
230	26.20	212.95	323.73	11.2
231	26.30	277.98	247.67	11.3
239	25.33	131.08	360.53	11.2
243	26.17	212.04	333.69	11.2
263	25.49	157.85	236.81	11.3
302	26.08	179.83	200.45	11.1
416	24.87	82.60	259.08	10.9
424	25.83	122.54	280.34	11.0
430	26.07	129.06	179.44	10.9
469	25.83	131.34	190.45	11.0
485	26.11	142.17	250.02	10.9

Tabla 3.1: De izquierda a derecha: Número de Grupo FoF, compacticidad, promedio de radios proyectados, dispersión de velocidad y masa estelar total de los 15 GCs identificados a $z = 0$ en TNG100. Resaltados en negrita se encuentran aquellos mostrados en las Figs. 3.3 (Grupo FoF 469) y 3.4 (Grupo FoF 24, 142 y 416).



Figura 3.3: Distribución espacial de partículas estelares en las proyecciones XY (*panel izquierdo*), ZY (*panel central*) y XZ (*panel derecho*) del Grupo FoF 469 de TNG100 a corrimiento al rojo $z = 0$ en regiones cuadradas de 400 kpc de lado, centradas en el subhalo más masivo. Las zonas oscuras corresponden a una densidad de brillo superficial de $\mu_r > 32$ mag arcsec $^{-2}$ y las zonas blancas a densidades $\mu_r < 20$ mag arcsec $^{-2}$. Las distancias proyectadas y los evidentes signos de interacción tidal sugieren que estas 4 galaxias están transitando un encuentro cercano a $z = 0$. Imágenes obtenidas a partir del visualizador de halos online que dispone *TNG Collaboration*.

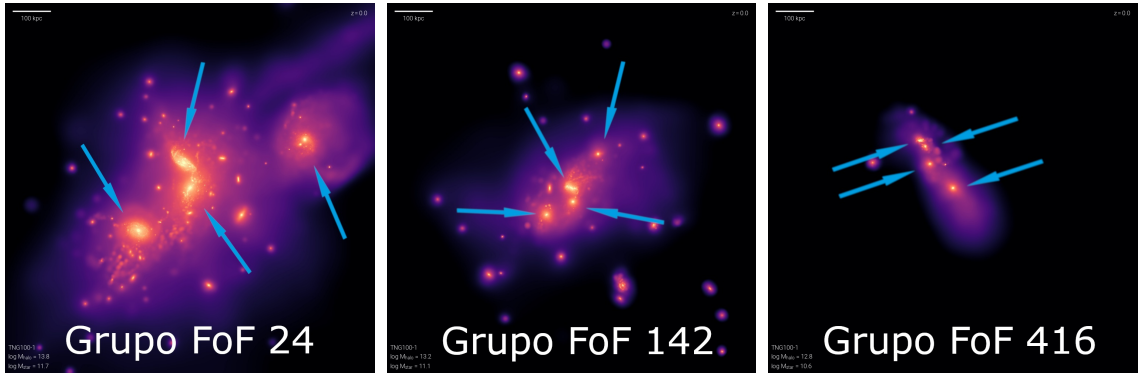


Figura 3.4: Distribución espacial de partículas estelares de los Grupos FoF 24 (*panel izquierdo*, el más masivo y con mayor dispersión de velocidades), 142 (*panel central*, el de mayor brillo superficial) y 416 (*panel derecho*, el de menor tamaño) de TNG100 a corrimiento al rojo $z = 0$, en regiones cuadradas de 1 Mpc de lado en una proyección aleatoria, centradas en el subhalo más masivo. El código de color es idéntico al de la Fig 3.3. Las flechas celestes indican aquellos subhalos que se consideran miembros del GC, siendo las demás zonas brillantes subhalos cuya masa estelar es $M_{*,i}/M_{*,0} < 0.1$ (no cumplen el criterio de similitud). Estos 3 ejemplos ilustran la variedad de sistemas que forman la muestra de GCs. Imágenes obtenidas a partir del visualizador de halos online que dispone *TNG Collaboration*.

3.2. Ensamblaje de Grupos Compactos

Utilizando la rama principal del árbol de fusiones de cada galaxia miembro, seguimos su evolución temporal inversa desde corrimiento al rojo $z = 0$ hasta $z = 1$ (que corresponde a un intervalo temporal de ~ 8 Gyrs muestreado mediante 49 salidas de la simulación), con el objetivo de estudiar la formación y evolución de los GCs identificados a $z = 0$. La evolución del brillo superficial $\bar{\mu}_r(t)$ de cada GC permite definir el tiempo cósmico en que un grupo de galaxias cumple por primera vez el criterio $\bar{\mu}_r < 26.33$ mag arcsec $^{-2}$, al que llamaremos tiempo de compactificación (t_{compact}). En el panel central de la Fig. 3.5 graficamos las curvas de compacticidad (líneas sólidas negras) de los 15 GCs identificados a $z = 0$. La línea discontinua roja horizontal muestra el valor límite $\bar{\mu}_r = 26.33$ mag arcsec $^{-2}$. El panel superior muestra el histograma de los tiempos de compactificación obtenidos, mientras que la línea discontinua punteada vertical azul muestra la mediana correspondiente, indicando que el 50 % de los GCs se volvieron compactos hace menos de 0.5 Gyrs. Sólo 2 de los 15 GCs se compactaron hace más de 3 Gyrs, por lo que la mayoría son grupos de galaxias que se han convertido en GC muy recientemente, aunque se pueden apreciar curvas de compacticidad que no siguen esta tendencia. Con flechas celestes destacamos 3 casos ilustrativos de curvas de compacticidad, resaltando la diferencia en el tiempo cósmico en el que cada grupo se volvió compacto por primera vez: encontramos GCs cuyo brillo superficial aumenta sistemáticamente a lo largo de todo el intervalo temporal estudiado y se vuelven compactos muy recientemente (a $t_{\text{cosmic}} \approx 13.8$ Gyrs), otros que han tenido un instante de máxima

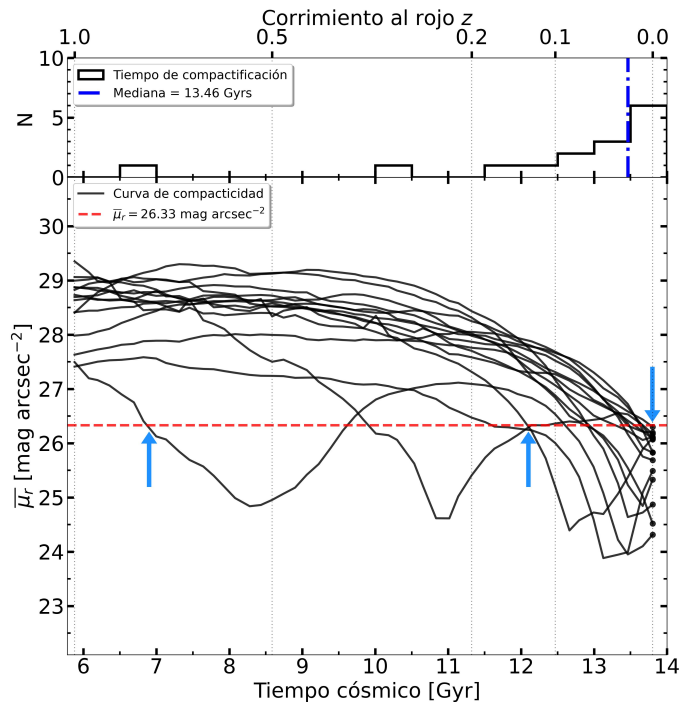


Figura 3.5: Curvas de compacticidad de los GCs identificados a corrimiento al rojo $z = 0$ (*panel central*). Cada curva corresponde a un GC y está definida como el valor de brillo superficial $\bar{\mu}_r$ medido en cada salida de la simulación entre $z = 1$ ($t_{\text{cosmic}} \approx 5.9$ Gyrs) y $z = 0$ ($t_{\text{cosmic}} \approx 13.8$ Gyrs). El valor límite del criterio de compacticidad ($\bar{\mu}_r = 26.33$ mag arcsec $^{-2}$) se indica con una línea discontinua horizontal roja. Se agrega un histograma de tiempos de compactificación (*panel superior*), definido como el instante en el que un grupo comienza a considerarse compacto. La línea discontinua punteada vertical azul corresponde a la mediana de los 15 GCs. Para esta muestra de grupos de galaxias, la gran mayoría comienzan a ser compactos muy recientemente ($\Delta t \lesssim 1$ Gyr). Se destacan con flechas celestes 3 casos ilustrativos de tiempos de compactificación diferentes de GCs.

compacticidad a $z > 0$ (habiéndose compactificado a $t_{\text{cosmic}} \approx 12$ Gyrs) y otros que su curva describe un comportamiento oscilatorio, habiéndose compactado tempranamente (a $t_{\text{cosmic}} \approx 7$ Gyrs).

A modo de ejemplo, en la Fig. 3.6 se muestran las trayectorias de los miembros en la proyección XY y la curva de compacticidad de los 3 GCs destacados en la Fig. 3.5, con tiempos de compactificación $t_{\text{compact}} \approx 13.8$ Gyrs (panel izquierdo, Grupo 231), $t_{\text{compact}} \approx 12.0$ Gyrs (panel central, Grupo 57) y $t_{\text{compact}} \approx 7.0$ Gyrs (panel derecho, Grupo 142). Encontramos 3 posibles etapas que puede estar atravesando un grupo de galaxias para ser identificado como GC: i) Grupos recientemente ensamblados, cuya curva de compacticidad muestra que se vuelven GC hace menos de ~ 1 Gyr. Las galaxias no atravesaron su primer encuentro cercano, ya que las trayectorias indican que existen miembros más alejados del centro del grupo que el resto. Un ejemplo es el Grupo FoF 231 (panel izquierdo Fig. 3.6), dado que el grupo se compactó menos de 0.5 Gyrs previo

a su identificación; ii) Grupos que ya atravesaron el máximo grado de compacticidad. Las trayectorias sugieren que las galaxias transitaron un primer encuentro próximo, se alcanzó un punto de máxima compacticidad y se mantiene compacto a $z = 0$. Este es el caso del Grupo FoF 57 (panel central Fig. 3.6), cuya curva de compacticidad presenta un mínimo a tiempo cósmico $t_{\text{cosmic}} \approx 12.5$ Gyrs, poco después de haberse compactificado; iii) Grupos compactos longevos, tal que su ensamblaje ocurre hace más de 3 Gyrs. Al formar el grupo de manera temprana, su curva de compacticidad oscila debido a las órbitas de los miembros, logrando ser identificados como GC en el presente. Uno de estos casos es el Grupo FoF 142 (panel derecho Fig. 3.6), cuyas galaxias describen trayectorias contenidas en regiones mucho menores que el resto de casos. Comparando con trabajos previos, Díaz-Giménez et al. (2021) utilizando SAMs en la simulación *Millenium* encontraron que cerca del 70% de sus GCs se han ensamblado recientemente (transitando su primer o segundo pericentro), más del 20% ya han completado tres o más órbitas, mientras que menos del 10% han permanecido unidos por más de la mitad de la edad del Universo.

En este trabajo, si bien el volumen es muy pequeño para obtener resultados estadísticamente confiables, podemos decir que se obtienen resultados similares: $\sim 13\%$ (2/15) de formación temprana y ~ 87 (13/15) relativamente recientes $t_{\text{compact} > 11}$ Gyrs. Las diferentes curvas analizadas sugieren que las curvas de compacticidad de todos los GCs describen la misma evolución dinámica de sus galaxias, difiriendo únicamente en el tiempo cósmico en el que cada grupo se ensambla y cuánto tiempo han estado orbitando entre sí las galaxias miembro.

3.3. ¿Luminosidad o Tamaño?

En la Sec. 3.2 analizamos la evolución temporal del estimador de compacticidad $\bar{\mu}_r(t)$ de cada GC. Este parámetro está calculado como el promedio de la luminosidad total del grupo dividido el área del mismo en 3 direcciones ortogonales. Entonces, las variaciones del brillo superficial $\bar{\mu}_r$ de un grupo se deben tanto a que la formación y evolución estelar modifican la luminosidad L_i de las galaxias miembro, como a que la evolución dinámica de las mismas altera sus posiciones relativas, cambiando el tamaño de la agrupación. Luego, ¿Qué significa la evolución del brillo superficial de los grupos? ¿Es más significativo el cambio producido por la variación en la luminosidad de las galaxias o se corresponde en mayor medida a la evolución del tamaño de la agrupación?

En la Fig. 3.7 mostramos para la muestra de GCs de $z = 0$, con líneas sólidas grises, la evolución temporal de: i) la suma de las luminosidades L_r de todas las galaxias miembro de cada grupo, calculada a partir de los valores de magnitud absoluta en la banda r del SDSS extraída de los catálogos de la simulación (panel izquierdo); ii) el radio proyectado promedio \bar{R}_p (panel central); y iii) el brillo superficial $\bar{\mu}_r$ de cada grupo (panel derecho).

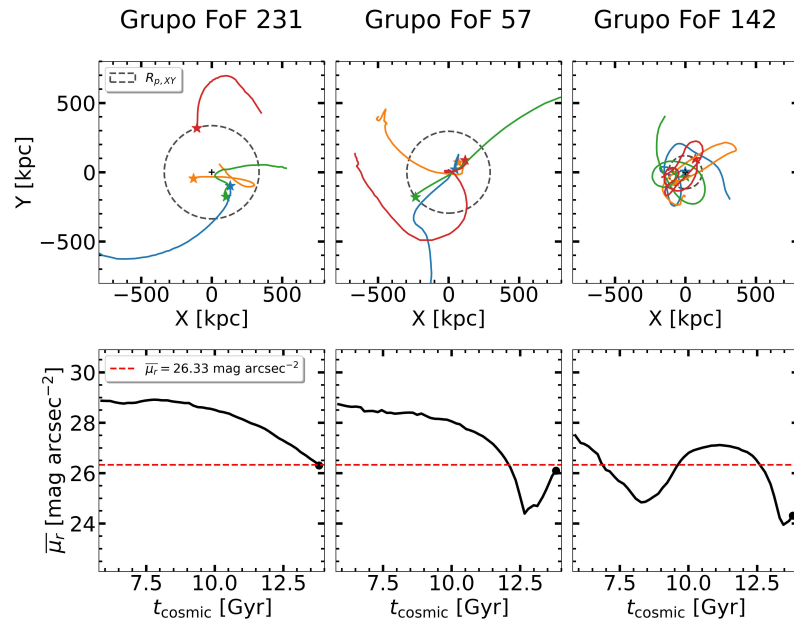


Figura 3.6: Trayectorias de galaxias miembro en la proyección XY a lo largo del intervalo temporal correspondiente a corrimiento al rojo $z = 1$ a $z = 0$ (*paneles superiores*). Cada galaxia está representada con un color, siendo la estrella la posición final de cada una. El círculo en línea discontinua negra es el radio proyectado (de valor R_p) a $z = 0$. Por otro lado, se muestran las curvas de compactidad de cada grupo (*paneles inferiores*). La línea horizontal discontinua roja corresponde al valor límite del criterio de compactidad $\bar{\mu}_r = 26.33$ mag arcsec $^{-2}$. De izquierda a derecha: Grupo FoF 231, Grupo FoF 57 y Grupo FoF 142. Los 3 ejemplos seleccionados ilustran que la curva de compactidad está relacionada al tiempo de ensamblaje de un grupo de galaxias y a las órbitas de sus miembros a lo largo de la evolución cósmica.

En líneas sólidas de color azul se muestra la mediana de cada panel para la muestra seleccionada. En el intervalo de tiempo cósmico $5.9 \text{ Gyrs} \leq t_{\text{cosmic}} \leq 13.8 \text{ Gyrs}$ (corrimiento al rojo $1 \geq z \geq 0$) encontramos que, estadísticamente, la luminosidad total L_r de los grupos no varía significativamente (~ 0.2 dex) en comparación al tamaño \bar{R}_p , que disminuye casi 1 orden de magnitud (~ 0.7 dex). Más aún, el leve decrecimiento de la luminosidad de los grupos debería corresponderse a una disminución del brillo superficial para un tamaño fijo i.e. aumentar el valor de μ . Sin embargo la curva de compactidad indica lo contrario: la pendiente es negativa, por lo que los grupos se vuelven cada vez más compactos a lo largo de su evolución. Entonces, la evolución temporal del parámetro de compactidad utilizado se corresponde en mayor medida a la evolución del tamaño de los grupos, con menores fluctuaciones en la luminosidad de las galaxias miembro.

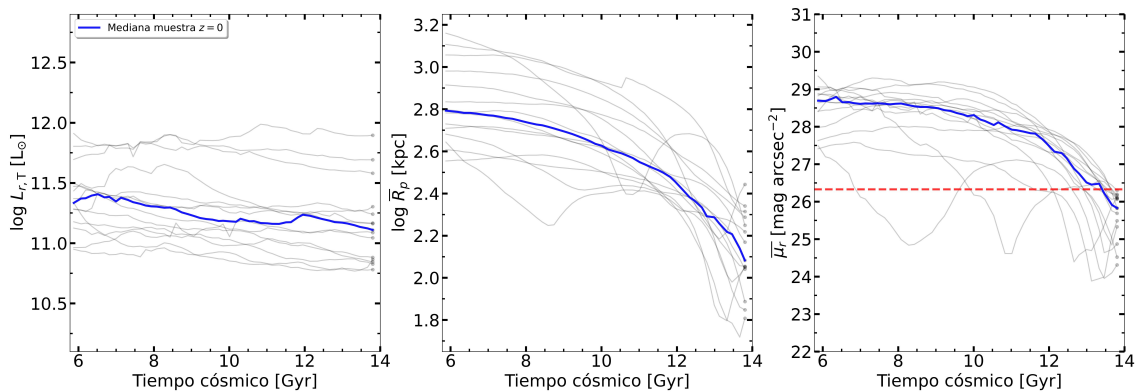


Figura 3.7: Evolución temporal de la luminosidad total L_r (*panel izquierdo*), promedio de radio proyectado \bar{R}_p (*panel central*) y promedio de brillo superficial del grupo $\bar{\mu}_r$ (compactividad, *panel derecho*) en el intervalo de corrimiento al rojo $0 \leq z \leq 1$ (tiempo cósmico $6 \lesssim t_{\text{cosmic}} / \text{Gyrs} \lesssim 14$), de los GCs identificados a $z = 0$. En líneas sólidas grises se indican los valores correspondientes a cada grupo de la muestra, mientras que las líneas sólidas azules indican la mediana de los valores. Las medianas sugieren que el comportamiento de la curva de compactividad está fuertemente influenciado por el comportamiento de la evolución del tamaño de la muestra de GCs en comparación con la luminosidad total de las galaxias, que se mantiene prácticamente constante.

3.4. Muestras a corrimiento al rojo $z > 0$

Una vez estudiada la evolución temporal inversa de los GCs y analizadas sus historias y mecanismos de ensamblaje, en esta sección extendemos el análisis realizado a GCs identificados a corrimiento al rojo $z > 0$ para estudiar sus propiedades y evolución futura. Desde el punto de vista observacional, Zheng et al. (2022) estudian la compactividad de grupos de galaxias en general (compactos y no compactos) identificados en el SDSS-DR7 en el rango $0 \leq z \lesssim 0.2$. Sohn et al. (2015) estudian particularmente las propiedades de GCs identificados en el SDSS-DR12, mostrando la evolución de la abundancia de estos sistemas y encontrando que la densidad numérica aumenta sistemáticamente en función del corrimiento al rojo por aproximadamente 1 orden de magnitud en este rango. Desde el punto de vista teórico, Hartsuiker y Ploekinger (2020) estudiaron la abundancia de GCs identificados en catálogos sintéticos a partir de diferentes salidas de la simulación cosmológica hidrodinámica *EAGLE*, encontrando que el crecimiento en la densidad numérica no es tan marcado como en los resultados observacionales, siendo de aproximadamente un factor 2.

Con la finalidad de comparar con los resultados observacionales y teóricos previamente mencionados, identificamos GCs en todas las salidas de la simulación TNG100 en el rango $0 \leq z \leq 0.23$ (correspondiente a tiempos cósmicos $13.8 \text{ Gyrs} \gtrsim t_{\text{cosmic}} \gtrsim 11.0 \text{ Gyrs}$) aplicando los mismos criterios que los utilizados para la obtención de la muestra de $z = 0$ (Sec. 2.2). No extendemos la identificación a tiempos cósmicos pasados ya que hasta ese corri-

miento al rojo hay datos de muestras observacionales (Hickson et al., 1992; Pompei y Iovino, 2012; Sohn et al., 2015). Calculamos la densidad numérica $n_{\text{GC}}(z) = N_{\text{GC}}(z)/V_{\text{box}}(z)$ donde $N_{\text{GC}}(z)$ es el número de GCs identificados y $V_{\text{box}}(z) = (110.7 \times a(z))^3 \text{ Mpc}^3$ es el volumen cosmológico de TNG100, siendo $a(z)$ el factor de escala correspondiente a cada salida. En la Fig. 3.8 graficamos la abundancia de GCs obtenida en este trabajo a partir del catálogo de subhalos de TNG100 (línea discontinua roja con círculos) y la comparamos con los resultados reportados por Hartsuiker y Ploekinger (2020) en la simulación cosmológica hidrodinámica *EAGLE* (línea discontinua punteada verde con cuadrados) y la obtenida a partir de datos del SDSS corregidos por completitud por Sohn et al. (2015) (línea sólida azul con círculos), con sus respectivos errores². Nuestros resultados son consistentes con los valores de abundancia de GCs de Sohn et al. (2015) en el rango de corrimiento al rojo $z \gtrsim 0.05$, sobrestimando la abundancia en este rango aunque en menor medida respecto de los resultados reportados por Hartsuiker y Ploekinger (2020) de la simulación *EAGLE*. Cabe destacar que la cantidad de salidas de TNG100 (17) en el rango $0 \leq z \leq 0.23$ es mayor que la de la simulación *EAGLE* (3), permitiendo una mejor comparación con datos observacionales. La abundancia de GCs en TNG100 disminuye en un factor ~ 3 desde $z = 0.23$ ($n_{\text{GC},z=0.23} \approx 3 \times 10^{-5} \text{ Mpc}^{-3}$) hasta $z = 0$ ($n_{\text{GC},z=0} \approx 1 \times 10^{-5} \text{ Mpc}^{-3}$).

De las 16 salidas de la simulación en las cuales identificamos GCs a $z > 0$, además de la muestra de 15 GCs identificados a $t_{\text{cosmic}} \approx 13.8 \text{ Gyrs}$ ($z = 0$), analizamos otras 3 muestras constituidas por: 14 GCs identificados a $t_{\text{cosmic}} \approx 13 \text{ Gyrs}$ ($z = 0.06$); 15 GCs a $t_{\text{cosmic}} \approx 12 \text{ Gyrs}$ ($z = 0.14$); y 23 GCs identificados a $t_{\text{cosmic}} \approx 11 \text{ Gyrs}$ ($z = 0.23$), elegidas de forma tal que entre los tiempos de identificación haya un intervalo temporal $\Delta t_{\text{cosmic}} \approx 1 \text{ Gyr}$. La cantidad de miembros, dispersión de velocidades del sistema, tamaño, compacticidad y masa estelar total de cada uno de estos GCs son consistentes con los de la muestra a corrimiento al rojo $z = 0$. Encontramos GCs de 4, 5, 6 o 7 galaxias con masa estelar comparable, siendo la gran mayoría de 4 miembros; su dispersión de velocidades es similar al resto de la población de grupos de galaxias, tal que no existe una segregación de los valores de dispersión de velocidades en función de la masa estelar total de los GCs respecto al resto de la población de grupos, cubriendo el rango entre $100 \text{ km s}^{-1} \leq \sigma_v \leq 800 \text{ km s}^{-1}$; presentan tamaños proyectados sistemáticamente más pequeños que los demás grupos de masa estelar total comparable, con valores de $50 \leq \bar{R}_p \leq 400 \text{ kpc}$; y representan el $\sim 10\%$ más compacto de la población de grupos de galaxias.

²Tanto los errores reportados por Hartsuiker y Ploekinger (2020) como los de este trabajo son lo suficientemente pequeños para que las barras de error se superpongan con los marcadores utilizados y sean indistinguibles.

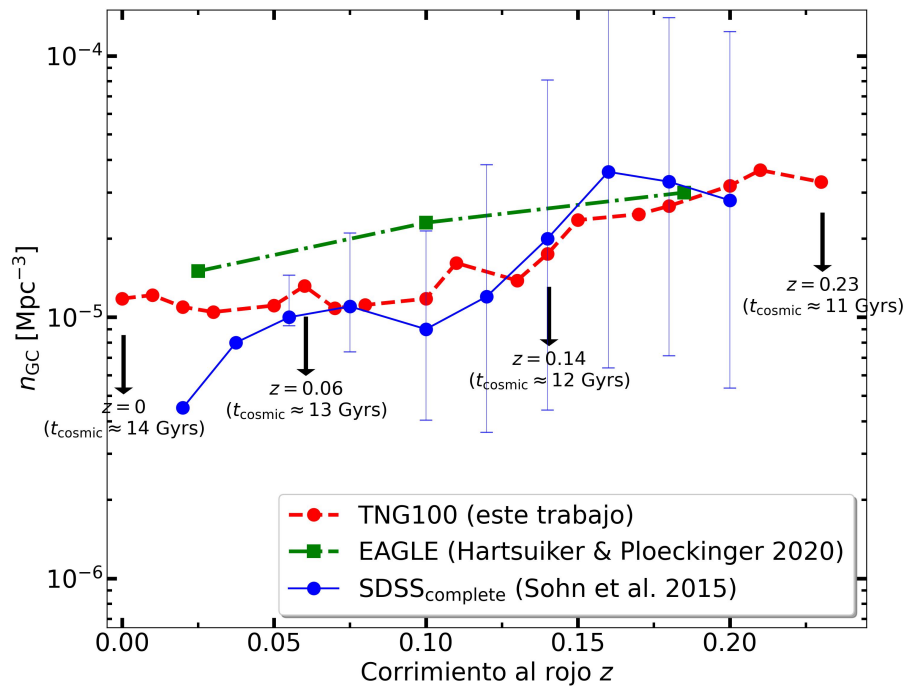


Figura 3.8: Densidad numérica de GCs en función del corrimiento al rojo z . En línea discontinua roja con círculos se muestran los resultados obtenidos en TNG100, en línea discontinua punteada verde con cuadrados los datos reportados de la simulación cosmológica hidrodinámica *EAGLE* (Hartuiker y Ploekinger, 2020) y en línea sólida azul con círculos los resultados de Sohn et al. (2015) obtenidos del SDSS-DR12. Con flecha se indican los tiempos cósmicos $t_{\text{cosmic}} \approx 14$ Gyrs, $t_{\text{cosmic}} \approx 13$ Gyrs, $t_{\text{cosmic}} \approx 12$ Gyrs y $t_{\text{cosmic}} \approx 11$ Gyrs, correspondientes a las salidas de la simulación TNG100 a corrimiento al rojo $z = 0$, $z = 0.06$, $z = 0.14$ y $z = 0.23$, respectivamente. La mayor cantidad de salidas de datos disponibles en TNG100 (17) permiten un mejor muestreo para estudiar la evolución de la abundancia de GCs en simulaciones cosmológicas hidrodinámicas que *EAGLE*, obteniendo con los criterios de identificación utilizados en este trabajo que la densidad numérica es consistente con los resultados observacionales de Sohn et al. (2015).

3.5. Evolución temporal de Grupos Compactos

Al igual que para la muestra de corrimiento al rojo $z = 0$ ($t_{\text{cosmic}} \approx 13.8$ Gyrs, correspondiente al presente), analizamos la evolución temporal pasada y futura de la compacticidad $\bar{\mu}_r(t)$ en las 3 muestras restantes (identificadas a $z = 0.06$, $z = 0.14$ y $z = 0.23$). En la Fig. 3.9 mostramos las curvas de compacticidad (líneas sólidas de color gris), su mediana (línea sólida de color) y el histograma de tiempos de compactificación, según el tiempo cósmico de identificación t_{id} (línea punteada vertical negra) de cada muestra. De izquierda a derecha, se muestran las curvas de compacticidad e histogramas de la muestra obtenida a $z = 0.06$, de la muestra identificada a $z = 0.14$ y de los GCs identificados a $z = 0.23$. En tiempos previos a la identificación ($t_{\text{cosmic}} < t_{\text{id}}$), la mayoría de grupos presentan curvas de compacticidad similares, tal que a $t_{\text{cosmic}} \approx 6$ Gyrs ($z = 1$) las galaxias se

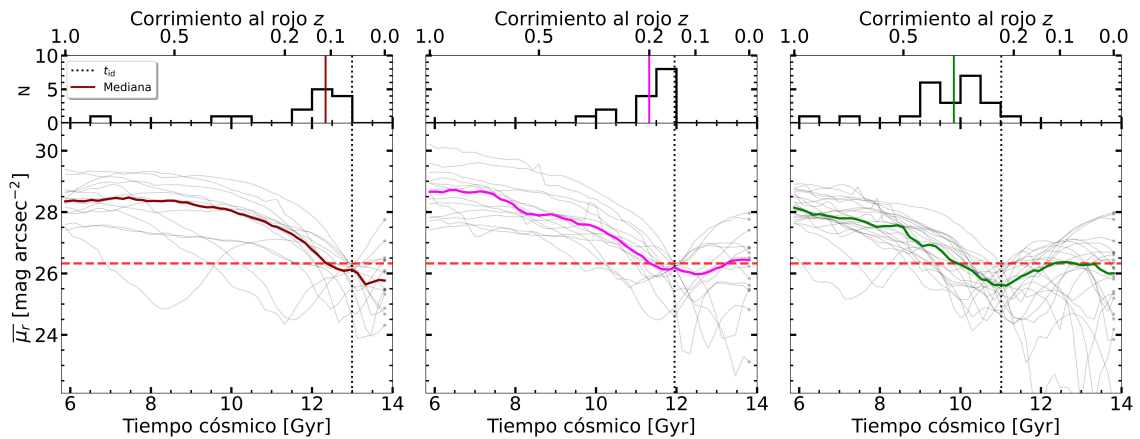


Figura 3.9: Curvas de compacticidad de los GCs identificados a corrimiento al rojo $z = 0.06$ (*panel izquierdo*), $z = 0.14$ (*panel central*) y $z = 0.23$ (*panel derecho*). La línea punteada vertical negra indica el tiempo de identificación t_{id} de cada muestra. Cada curva sólida gris corresponde a un GC diferente y la línea sólida de color representa la mediana de toda la muestra a cada tiempo. La línea discontinua horizontal roja indica el valor límite del criterio de compacticidad $\bar{\mu}_r = 26.33 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Al igual que en la Fig. 3.5, los histogramas muestran los tiempos de compactificación de cada GC, cuya mediana está indicada con una línea sólida vertical de color. Más del 50% de grupos se vuelven compactos 1 Gyr previo a su identificación. Las muestras obtenidas a tiempos cósmicos anteriores disponen de mayor tiempo para evolucionar hasta $z = 0$.

encuentran en configuraciones poco compactas ($\bar{\mu}_r \gtrsim 28 \text{ mag arcsec}^{-2}$) y, a medida que se ensambla el grupo, disminuye el tamaño de la agrupación hasta volverse compacto. La línea vertical sólida en los histogramas muestra la mediana de los tiempos de compactificación, por lo que en todos los casos el 50% se compacta ~ 1 Gyr previo al tiempo de identificación de la muestra. Por otro lado, a tiempos cósmicos $t_{cosmic} > t_{id}$ las medianas de las curvas siguen la misma tendencia, que al igual que los casos mostrados en la Fig. 3.6, sólo se diferencian entre sí según el intervalo temporal que separa su identificación con el tiempo cósmico presente. Encontramos que los grupos de galaxias siguen (en promedio) el siguiente proceso: i) se ensambla el grupo de galaxias y se vuelven compactos por primera vez; ii) posteriormente transitan su primer encuentro cercano, alcanzando un punto de máxima compacticidad; iii) una vez transitado por primera vez el pericentro de sus órbitas, los grupos aumentan de tamaño para finalmente iv) volver a transitar por su pericentro, logrando configuraciones físicamente compactas de galaxias. Sin embargo, independientemente de la muestra a la cual pertenezcan, existen curvas de compacticidad (líneas sólidas de color gris) muy diferentes entre sí, tal que algunos grupos terminan (a $z = 0$) con valores de brillo superficial $\bar{\mu}_r > 26.33 \text{ mag arcsec}^{-2}$, unos pocos parecen llegar a valores extremadamente compactos ($\bar{\mu}_r \lesssim 23 \text{ mag arcsec}^{-2}$) y una cantidad significativa, una vez ensamblados vuelven a atravesar configuraciones compactas debido a que sus miembros se mantienen orbitando entre sí.

Con la finalidad de mostrar las diferentes historias de evolución futura de un GC una vez identificado, en la Fig. 3.10 graficamos las trayectorias de las galaxias miembro en la proyección XY (paneles superiores) y la curva de compacticidad (paneles inferiores) de 4 GCs pertenecientes a diferentes muestras de corrimiento al rojo $z > 0$. De izquierda a derecha, las columnas de la Fig. 3.10 corresponden a i) El Grupo FoF $_{z=0.06}$ ³ 178, conformado por 5 galaxias de masa estelar comparable que atravesaron una configuración compacta durante ~ 0.5 Gyrs, cuya curva de compacticidad muestra un mínimo de $\bar{\mu}_r \approx 26$ mag arcsec $^{-2}$; ii) El Grupo FoF $_{z=0.14}$ 539, que logra cumplir el criterio de compacticidad durante ~ 3 Gyrs pero no es identificado como GC a $z = 0$; iii) El Grupo FoF $_{z=0.23}$ 97, que termina formando un sistema compacto de 3 galaxias a $z = 0$, ya que 2 de sus miembros se fusionaron; iv) El Grupo FoF $_{z=0.23}$ 345, que presenta valores de compacticidad extremadamente altos a $z = 0$ debido a que todas las galaxias miembro que formaban parte del GC al momento de identificación se fusionaron entre sí para dar lugar a una única galaxia masiva solitaria (en la Sec. 4.3 analizamos con mayor detalle este caso particular).

Las medianas de las curvas de compacticidad sugieren que, estadísticamente, los GCs evolucionan de manera similar, siendo el tiempo de identificación lo único que diferencia a GCs de diferentes muestras. Por ello, en la Fig. 3.11 graficamos la mediana de las curvas de compacticidad de las muestras obtenidas a tiempo cósmico $t_{\text{cosmic}} \approx 13.8$ Gyrs ($z = 0.00$, línea sólida azul), $t_{\text{cosmic}} \approx 13.0$ Gyrs ($z = 0.06$, línea sólida roja), $t_{\text{cosmic}} \approx 12.0$ Gyrs ($z = 0.14$, línea sólida magenta) y $t_{\text{cosmic}} \approx 11.0$ Gyrs ($z = 0.23$, línea sólida verde) en función del tiempo que transcurre desde que esta curva cruza el valor límite de $\bar{\mu}_r = 26.33$ mag arcsec $^{-2}$ por primera vez⁴, por lo que todas coinciden en el punto (0 [Gyr], 26.33 [mag arcsec $^{-2}$]). La región sombreada abarca desde el percentil 25 hasta el percentil 75, las líneas discontinuas de color representan los tiempos en el que el menos de la mitad de los grupos no poseían todas sus galaxias miembro dentro del mismo Grupo FoF y cambia a líneas sólidas de color cuando más del 50% de los Grupos FoF se ensamblan. Los histogramas de la Fig. 3.9 indican que más de la mitad de los grupos se vuelven compactos 1 Gyr previo a su identificación, por lo que las curvas de muestras obtenidas a tiempos cósmicos anteriores evolucionan durante más tiempo (la línea sólida verde indica que transcurren ~ 4 Gyrs desde la compactificación del 50% de esa muestra hasta $z = 0$). Observamos que, excepto para la muestra de corrimiento al rojo $z = 0$, el mínimo de las curvas se alcanza ~ 1 Gyr después de la compactificación y las medianas se encuentran en la región $\bar{\mu}_r < 26.33$ mag arcsec $^{-2}$ durante 2-3 Gyrs antes de que los miembros de los grupos

³El subíndice “ $z = 0.06$ ”, “ $z = 0.14$ ” o “ $z = 0.23$ ” indica el corrimiento al rojo de la salida de datos en el que se identificó ese GC.

⁴Es decir, el tiempo cósmico en el que el 50% de la muestra ya es compacta.

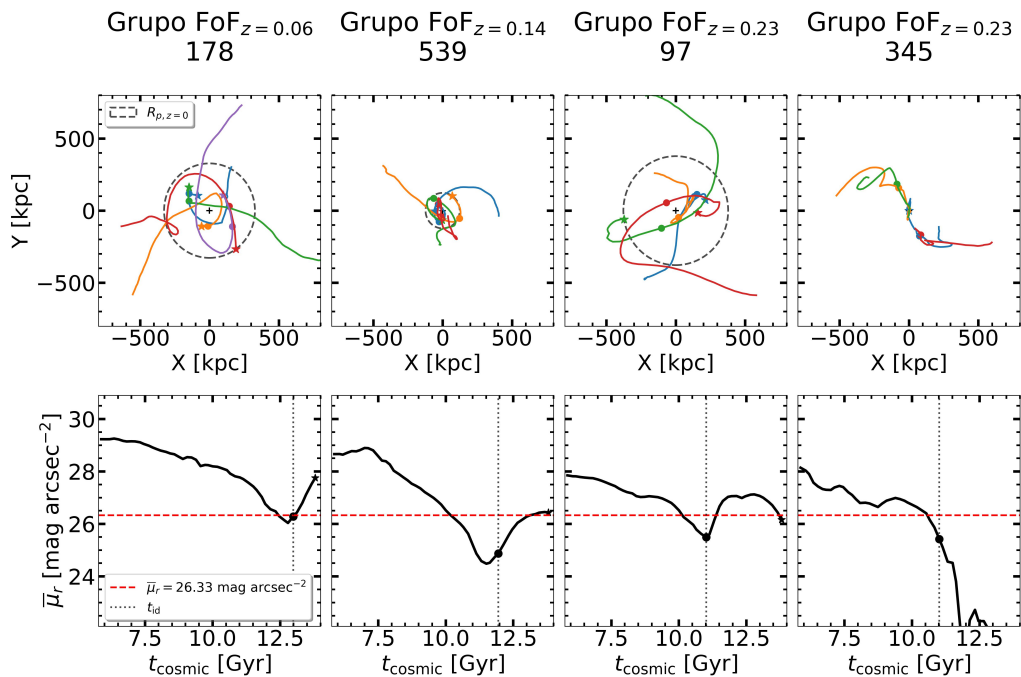


Figura 3.10: Trayectorias de galaxias miembro en la proyección XY a lo largo del intervalo temporal correspondiente a corrimiento al rojo $0 \leq z \leq 1$ (*paneles superiores*). Cada galaxia está representada con un color, las estrellas indican la posición a $z = 0$ de cada una y el círculo su posición al instante de identificación como GC. La circunferencia en línea discontinua negra es el radio proyectado (de valor R_p) a $z = 0$. Además, se muestra la curva de compacticidad de cada grupo (*paneles inferiores*). La línea horizontal discontinua roja corresponde al valor límite del criterio de compacticidad $\bar{\mu}_r = 26.33$ mag arcsec⁻² y el círculo negro el valor de brillo superficial del grupo al momento de identificación. De izquierda a derecha: Grupo FoF_{z=0.06} 178, Grupo FoF_{z=0.14} 539, Grupo FoF_{z=0.23} 97 y Grupo FoF_{z=0.23} 345. La evolución temporal futura de los GCs es muy variada, independientemente de su tiempo de identificación.

comiencen a orbitar entre sí y las curvas de compacticidad muestren comportamientos oscilatorios. La dispersión de las curvas de una misma muestra (región sombreada) indica que entre los percentiles 25-75 hay una diferencia $\Delta\bar{\mu}_r \gtrsim 1$ mag arcsec⁻² después de 1 Gyr de la compactificación. Sin embargo, a tiempos cósmicos previos ($t_{\text{cosmic}} < t_{\text{compact}}$) la dispersión es mucho menor, indicando que estadísticamente los GCs se ensamblan de manera comparable. Las líneas discontinuas comienzan a ser sólidas 1-3 Gyrs previo a la compactificación de las muestras, indicando que primero se ensamblan los grupos y luego se vuelven compactos. Esto se corresponde a la sucesiva acreción de galaxias dentro del mismo halo de materia oscura y posterior ocurrencia de encuentros cercanos que producen las configuraciones de alta densidad, identificadas como GCs en ese instante.

La contundente similaridad de las medianas de las diferentes muestras, apiladas según un tiempo normalizado, nos permite inferir el comportamiento de los sistemas que identificamos como GCs a bajo corrimiento al rojo en tiempos cósmicos futuros (estadística-

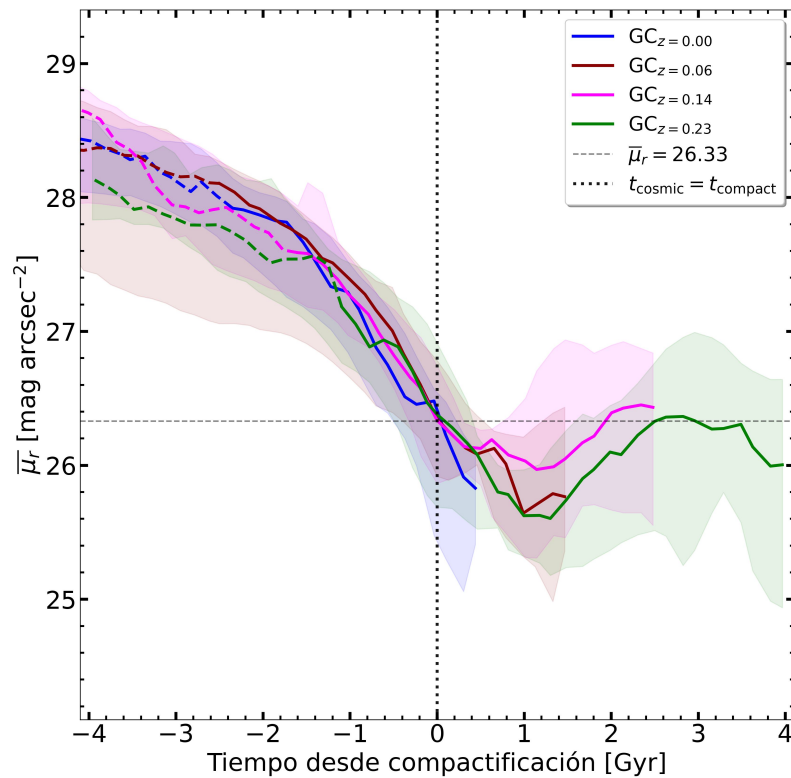


Figura 3.11: Medianas de las curvas de compacticidad de cada una de las 4 muestras de GCs analizadas en este trabajo, en función del tiempo que transcurre desde que cruzan el valor límite del criterio de compacticidad. Las regiones sombreadas de color cubren los percentiles 25 y 75 de los valores de compacticidad de los grupos de cada muestra. Las líneas discontinuas corresponden al período de tiempo en el que más del 50% de los GCs no estaban ensamblados, es decir, no todas sus galaxias miembro habitaban el mismo Grupo FoF. La línea sólida corresponde a los tiempos cósmicos en los que más del 50% de GCs poseen todas sus galaxias miembro dentro del mismo Grupo FoF. Cada línea sólida finaliza en la última salida de datos de la simulación, a $t_{\text{cosmic}} \approx 13.8$ Gyrs (corrimiento al rojo $z = 0$). La línea discontinua horizontal negra corresponde al valor límite del criterio de compacticidad. *Azul:* muestra de $z = 0.00$; *Rojo:* muestra de $z = 0.06$; *Magenta:* muestra de $z = 0.14$; *Verde:* muestra de $z = 0.23$. La evidente similitud entre las 4 medianas sugiere que, estadísticamente, los GCs evolucionan de manera comparable, pudiendo predecir la evolución futura de las muestras de corrimiento al rojo $z \approx 0$.

mente), y por ende cómo será la evolución de las galaxias miembro de los mismos. Si bien en la Sec. 3.1 enfatizamos en que las propiedades dinámicas de los GCs no difieren de los demás grupos de galaxias, se deja para un trabajo futuro la comparación de las curvas de compacticidad de los GCs con los demás grupos no-compactos de la misma salida de la simulación.

El grado de compacticidad de un grupo no es el único factor que garantiza la identificación de un GC como tal a tiempos cósmicos posteriores. Siguiendo los criterios de identificación explicados en la Sec. 2.2 (población, compacticidad y aislamiento), para de-

terminar la causa por la cual un GC deja de serlo debemos considerar además la ocurrencia de fusiones y la cantidad de galaxias de masa estelar comparable ($M_{*,i}/M_{*,0} \geq 0.1$) que habitan el Grupo FoF en el que se encuentra un GC. Esto es, si existen nuevas galaxias masivas en el halo que habita el grupo además de los miembros del mismo, podemos asegurar que se acretaron nuevas galaxias masivas o el grupo cayó a un cúmulo vecino, por lo que el sistema deja estar aislado. Asimismo, un GC puede dejar de cumplir múltiples criterios de identificación a lo largo de su evolución, por lo que es necesario analizar el cumplimiento de cada criterio por separado. Utilizando el árbol de fusiones de las galaxias analizamos qué GCs identificados a corrimiento al rojo $z > 0$ se han mantenido como 4 o más galaxias de masa estelar comparable en una configuración compacta de manera aislada, es decir, cuántos grupos logran cumplir los criterios de identificación a $z = 0$. En la Fig. 3.12 mostramos el porcentaje de cada muestra de GCs (siguiendo el mismo código de colores de la Fig. 3.9: $z = 0.06$, $z = 0.14$ y $z = 0.23$ se representan con barras de colores rojo oscuro, magenta y verde respectivamente) que cumple cada uno de los criterios de identificación, es decir población, aislamiento y compacticidad, y qué porcentaje forma parte de la muestra de GCs a $z = 0$.

La muestra identificada a corrimiento al rojo $z = 0.06$ (barras de color rojo oscuro y rayas diagonales) es la que menos tiempo tuvo para evolucionar ($\Delta t_{\text{cosmic}} \approx 1$ Gyr). No obstante, sólo un $\sim 35\%$ de esos grupos vuelven a ser identificados como GCs, es decir, cumplen simultáneamente todos los criterios a $z = 0$. No hay una causa principal, ya que más del 50% de grupos sigue cumpliendo al menos 1 criterio y la gran mayoría se mantuvo aislado (no acreció nuevas galaxias ni cayó a un cúmulo vecino). Por otro lado, la muestra de $z = 0.14$ (barras magenta y rayas horizontales) tuvo $\Delta t_{\text{cosmic}} \approx 2$ Gyrs para evolucionar hasta $z = 0$. El porcentaje de grupos que cumplen los 3 criterios es menor al 10% , principalmente debido a la cantidad de GCs cuyos miembros se fusionaron y dejaron de ser sistemas de 4 o más galaxias de masa comparable. Más del 50% se mantuvo aislado y la mayoría deja de cumplir compacticidad, como muestra la mediana de las curvas de compacticidad (Fig. 3.9). Por último, la muestra de $z = 0.23$ es la que más tiempo de evolución ha tenido desde su identificación hasta $z = 0$ ($\Delta t_{\text{cosmic}} \approx 3$ Gyr). La gran cantidad de fusiones entre miembros de los $\text{GCs}_{z=0.23}$ hace que los sistemas que son identificados nuevamente como GC a $z = 0$ representen menos del 5% de la muestra, exhibiendo la escasez de grupos que se mantuvieron con 4 o más miembros de masa estelar similar. Sin embargo más del 50% se mantuvo aislado después de ~ 3 Gyrs, por lo que la acreción de nuevas galaxias masivas no es una causa tan importante como la fusión entre miembros, aunque la fracción de grupos que no se mantuvieron aislados es significativa ($\sim 40\%$).

Entonces, el porcentaje de grupos que vuelven a ser identificados como GC disminuye para las muestras obtenidas a tiempos cósmicos anteriores. La fracción de grupos que

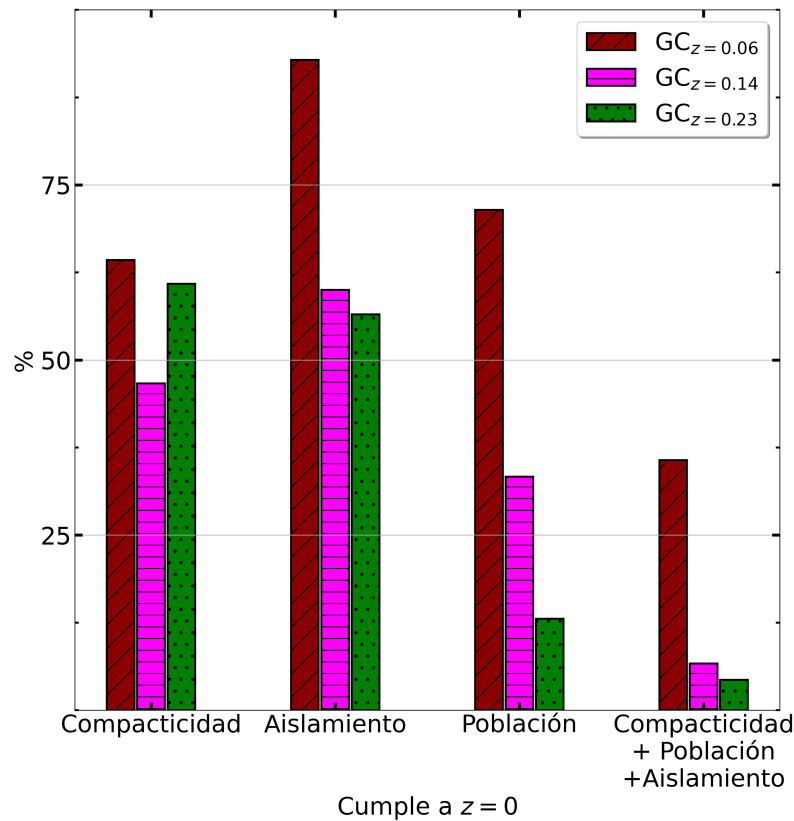


Figura 3.12: Porcentaje de GCs identificados a corrimiento al rojo $z = 0.06$ (barras de color rojo oscuro con rayas diagonales), $z = 0.14$ (barras de color magenta con rayas horizontales) y a $z = 0.23$ (barras de color verde con puntos) que cumplen cada criterio de identificación a $z = 0$. De izquierda a derecha: compactividad, aislamiento, población y qué porcentajes cumplen los 3 anteriores simultáneamente, formando parte de muestra de GCs de corrimiento al rojo $z = 0$. Las muestras de mayor corrimiento al rojo sufren mayor cantidad de fusiones, mientras que la mayoría de grupos se mantiene aislado hasta $z = 0$.

cumplen el criterio de compactividad está relacionada a las medianas de las curvas de $\bar{\mu}_r(t)$ presentadas en la Fig. 3.9, evidenciando el comportamiento oscilatorio de las curvas de compactividad de los grupos ya ensamblados. Observamos que la mayoría de grupos se mantienen aislados y, en el caso de las muestras de $t_{\text{cosmic}} \approx 11.0$ Gyrs ($z = 0.23$) y $t_{\text{cosmic}} \approx 12.0$ Gyrs ($z = 0.14$), el criterio que menos se cumple es el de población, siendo la principal causa de que identifiquemos menos del 10% de estas muestras como GCs a $t_{\text{cosmic}} \approx 13.8$ Gyrs ($z = 0$). Por lo anterior, la mayoría de GCs no vuelven a ser identificados como tal ya que no logran mantenerse como agrupaciones de 4 o más galaxias de masa estelar comparable durante más de 1 Gyr, debido en gran parte a la ocurrencia de fusiones entre miembros de un grupo una vez compactado, independientemente del grado de compactividad y aislamiento futuro.

En resumen, los resultados generales obtenidos en la Fig. 3.12 indican que: i) de los 52 GCs que conforman las muestras de $z > 0$, el 89% deja de cumplir al menos 1 criterio

posterior a su identificación y no vuelven a ser identificados como GC a corrimiento al rojo $z = 0$; ii) El 29% de GCs de $z = 0.06$, el 67% de los de $z = 0.14$ y el 87% de la muestra de $z = 0.23$ deja de cumplir el criterio de población antes de $t_{\text{cosmic}} \approx 13.8$ Gyrs. Sin embargo, sólo 1 GC termina como una única galaxia masiva aislada producto de la fusión de todos sus miembros; y iii) El 7% de GCs de $z = 0.06$ deja de cumplir el criterio de aislamiento antes de $t_{\text{cosmic}} \approx 13.8$ Gyrs, lo mismo para el 40% de los GCs de $z = 0.14$ y el 43% de la muestra de $z = 0.23$. Esto es, 1 o más galaxias de masa comparable a la más masiva comienza a formar parte del Grupo FoF, suponiendo la acreción de una galaxia o la caída del GC a una agrupación cercana (ya sea un grupo masivo o un cúmulo).

Capítulo 4

Discusión

Los GCs identificados en TNG100 mediante los criterios definidos en Sec. 2.2 son sistemas aislados de galaxias con masas estelares comparables en configuraciones físicamente densas. Encontramos que los sistemas que conforman las muestras analizadas en este trabajo se mantienen durante cortos períodos de tiempo cumpliendo todas las condiciones para ser identificados como GC. En este capítulo compararemos los resultados obtenidos con los de la literatura teniendo en cuenta las diferentes técnicas numéricas y de identificación utilizadas. Nos enfocamos en las propiedades de los GCs identificados, su abundancia y tiempos dinámicos característicos. Además, discutimos con más detalle ejemplos de historias evolutivas tanto de GCs como del halo de materia oscura que habitan.

4.1. Comparación de Grupos Compactos simulados y observados

Este trabajo se centra en estudiar GCs en simulaciones cosmológicas hidrodinámicas a partir de la información 3D que disponemos de las galaxias. Dada la ausencia de trabajos que utilicen estos métodos, es necesario comparar las propiedades dinámicas como tamaño, dispersión de velocidad y tiempos de coalescencia (o de cruce en su defecto) con trabajos en la literatura que identifican GCs en simulaciones cosmológicas *gravity-only* (mediante catálogos sintéticos o con algoritmos de percolación) o en catálogos observacionales. En la Tabla 4.1 recopilamos la información reportada para diferentes muestras de GCs i) observacionales (en orden descendente, Hickson et al. (1992), Díaz-Giménez et al. (2012), Sohn et al. (2015), Sohn et al. (2016) y Díaz-Giménez et al. (2018)); ii) de modelos semi-analíticos aplicados a simulaciones *gravity-only* (SAM), utilizando técnicas de identificación a partir de catálogos sintéticos o información 3D (en orden descendente, Díaz-Giménez y Mamon (2010), Wiens et al. (2019) y Díaz-Giménez et al. (2020)); y iii) de simulaciones cosmológicas hidrodinámicas (Hidro), como Hartsuiker y Ploeckinger (2020)

	Muestra	Tamaño [kpc]	σ_v [km s ⁻¹]	$t_{\text{cross}} [t_H]$	t_{coal} [Gyr]
Observacional	Hickson et al. (1992) (POSS)	50 ± 18	262 ± 93	0.013 ± 0.008	–
	Díaz-Giménez et al. (2012) (2MASS)	96 ± 37	237 ± 105	0.032 ± 0.024	–
	Sohn et al. (2015) (SDSS-DR12)	59 ± 12	215 ± 71	0.033 ± 0.003	–
	Sohn et al. (2016) (SDSS-DR12)	57 ± 3	323 ± 37	0.015 ± 0.005	–
	Díaz-Giménez et al. (2018) (SDSS-DR12)	108 ± 4	236 ± 16	0.040 ± 0.015	–
SAM	Díaz-Giménez y Mamon (2010) (<i>Millenium</i>) ^a	71 ± 34	248 ± 115	0.020 ± 0.017	–
	Díaz-Giménez et al. (2020) (<i>Millenium</i>) ^a	70 ± 35	300 ± 150	0.030 ± 0.020	–
	Wiens et al. (2019) (<i>Millenium</i>) ^b	52 ± 27	100 ± 20	–	–
Hidro	Hartsuiker y Ploekinger (2020) (<i>EAGLE</i>) ^a	43 ± 19	161 ± 92	–	2.5 ± 1.0
	Este trabajo (TNG100)^b	183 ± 76	321 ± 136	–	≥ 3

Tabla 4.1: Comparación de propiedades dinámicas de diferentes muestras de GCs. De izquierda a derecha: Referencia de la muestra, tamaño proyectado, dispersión de velocidades del sistema, tiempo de cruce (en unidades del tiempo de Hubble) y tiempo de coalescencia. ^a: identificación en catálogo sintético y dispersión de velocidades a lo largo de la línea de la visual. ^b: identificación utilizando la información 3D de las galaxias, tal que el tamaño y la dispersión de velocidades son 3D. En negrita se resaltan los valores de las 4 muestras estudiadas en este trabajo. La medición de los errores reportados varían de autor a autor e.g. distancia intercuartil o desviación estándar.

con un catálogo sintético de *EAGLE* y este trabajo (en TNG100, resaltado en negrita). De izquierda a derecha se disponen: nombre de la muestra de GCs, tamaño proyectado R_p [kpc], dispersión de velocidad del grupo σ_v [km s⁻¹] y tiempo dinámico característico, ya sea tiempo de cruce $t_{\text{cross}} [t_H]$ (en unidades de tiempo de Hubble) o tiempo de coalescencia $t_{\text{coalescencia}}$ [Gyr]. Los datos fueron obtenidos de la Tabla 5 de Díaz-Giménez et al. (2012), de la Tabla 2 de Díaz-Giménez et al. (2018), de la Tabla 1 de Wiens et al. (2019), de la Tabla 1 de Hartsuiker y Ploekinger (2020) y de la Figura 6 de Díaz-Giménez et al. (2020). Los GCs identificados en TNG100 poseen sistemáticamente tamaños y dispersión de velocidad más grandes, aunque dentro de los intervalos reportados por trabajos observacionales (Díaz-Giménez et al. (2012) y Díaz-Giménez et al. (2018) en cuanto a tamaño y todos excepto Wiens et al. (2019) en cuanto a dispersión de velocidades). Esto puede deberse principalmente a que i) El tamaño tabulado para este trabajo es el promedio de los radios proyectados en 3 direcciones ortogonales \bar{R}_p ; y ii) Nuestra definición de tamaño es *el menor círculo, centrado en el centro geométrico, que encierra a todas las galaxias miembro*, que es mayor al círculo mínimo que encierra a todos los miembros. Se deja para un trabajo a futuro el análisis para dilucidar si la identificación de sistemas de mayor tamaño es inherente al modelo de formación y evolución de galaxias de la simulación IllustrisTNG o es consecuencia de los criterios utilizados.

4.2. Completitud de los grupos de galaxias

Los criterios enunciados en la Sec. 2.2 respecto a la masa estelar de las galaxias que conforman la población de Grupos FoF estudiada en este trabajo indican que: i) Consideramos sólo galaxias con masa estelar $M_{*,i} > 10^9 M_{\odot}$ y ii) Para que una galaxia satélite sea considerada miembro debe poseer una masa comparable a la de la central, es decir, $M_{*,i}/M_{*,0} \geq 0.1$. Estos requisitos permiten encontrar agrupaciones de galaxias no-enanas de masa comparable, pero la ausencia de un criterio para la masa de las galaxias centrales puede generar casos de grupos en los cuales se excluyen satélites de masa comparable, pero menor a $10^9 M_{\odot}$. Por ejemplo, si un GC está constituido por 2 galaxias de masa estelar $10^{9.5} M_{\odot}$ y 2 galaxias de $10^{8.5} M_{\odot}$, el grupo no cumple el criterio de población.

Analizamos la masa estelar de las galaxias de los GCs que componen las 4 muestras estudiadas en este trabajo y encontramos que en 66/67 GCs ($\sim 98.5\%$) la masa de la galaxia central es $M_{*,0} > 10^{10} M_{\odot}$, por lo que no se excluyeron satélites importantes y por ende no son grupos incompletos. El único GC cuya galaxia central posee una masa estelar en el rango $10^9 M_{\odot} < M_{*,0} < 10^{10} M_{\odot}$ pertenece a la muestra de corrimiento al rojo $z = 0.14$, con masa estelar total $M_{*,T} \sim 10^{10.1} M_{\odot}$.

4.3. Coalescencia de Grupos Compactos

La extrema alta densidad observada y relativa baja dispersión de velocidades de los GCs indican que los tiempos de cruce son del orden de las centésimas del tiempo de Hubble (Tabla 4.1), por lo que estimaciones teóricas sugieren que las galaxias de un GC deberían fusionarse entre sí en tiempos del orden de pocos Gyrs (Mamon, 1986). Sin embargo trabajos como los de Farhang et al. (2017) y Tzanavaris et al. (2019), que estudian GCs en simulaciones cosmológicas *gravity-only*, no encuentran relación entre grupos fósiles y GCs ya que los últimos se ensamblan más tarde en la evolución cósmica que los primeros. Por otro lado, el trabajo de Hartsuiker y Ploekinger (2020) con GCs de catálogos sintéticos en la simulación cosmológica hidrodinámica *EAGLE* reporta tiempos de coalescencia de 2-3 Gyrs. Cabe destacar que su muestra analizada está constituida en más del 90% por sistemas de 3 galaxias. En TNG100 encontramos sólo 1 GC (identificado a corrimiento al rojo $z = 0.23$) cuyos miembros se fusionan todos entre sí (el grupo coalesce), resultando en una única galaxia de masa estelar $M_{*,0} \approx 10^{11} M_{\odot}$. Esta galaxia no posee satélites con masa estelar $M_{*,i} > 10^9 M_{\odot}$, encontrándose extremadamente aislada en el Grupo FoF que habita. En la Fig. 4.1 mostramos el GC a $t_{\text{cosmic}} \approx 11.0$ Gyrs ($z = 0.23$, panel izquierdo) y a $t_{\text{cosmic}} \approx 13.8$ Gyrs ($z = 0$, panel derecho). Con flechas celestes señalamos los 4 miembros del GC que se fusionaron entre sí para dar lugar a la galaxia individual identificada a $z = 0$. Véase la curva de compacticidad de este GC en los paneles inferiores

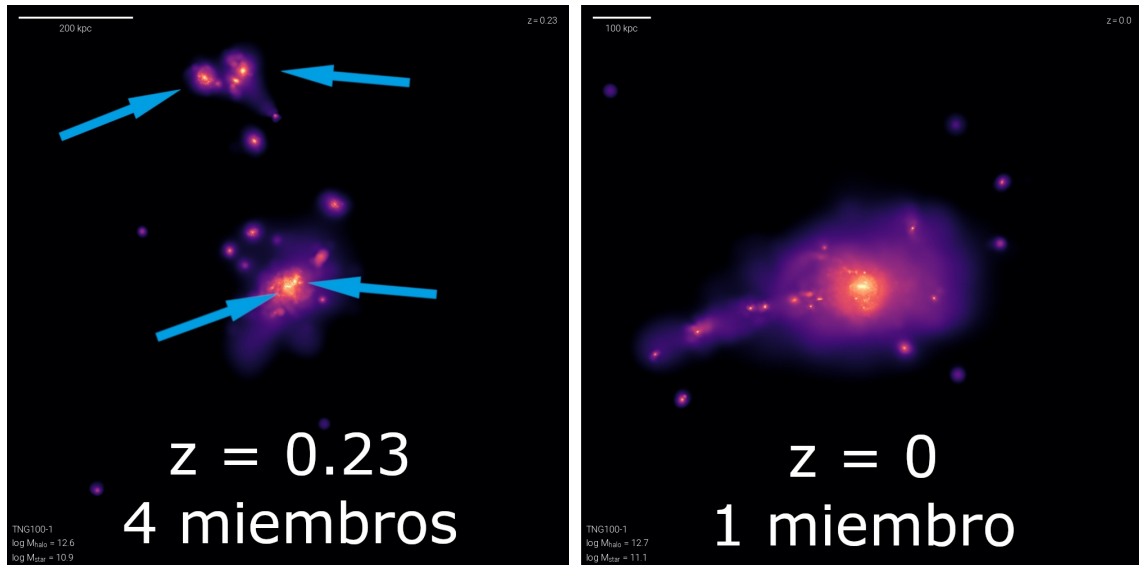


Figura 4.1: Distribución espacial de partículas estelares del Grupo FoF $_{z=0.23}$ 345 de TNG100-1 (*panel izquierdo*) y del Grupo FoF $_{z=0.00}$ 341 (*panel derecho*) en regiones cuadradas de 1 Mpc de lado, centradas en el subhalo más masivo. El Grupo FoF $_{z=0.23}$ 345 es identificado como GC a corrimiento al rojo $z = 0.23$ y todas las galaxias miembro se fusionan para formar una única galaxia masiva que conforma el Grupo FoF $_{z=0.00}$ 341 a corrimiento al rojo $z = 0$. El código de color es idéntico al de la Fig. 3.3. Las fechas celestes indican aquellos subhalos que se consideran miembros del GC al momento de identificación. Las demás zonas brillantes son subhalos poco masivos que no cumplen el criterio de similitud. Ambas galaxias miembro que se encuentran muy próximas en el centro del panel izquierdo no es un efecto de proyección, ya que son identificadas por el algoritmo como 2 subhalos diferentes, pero que están a punto de fusionarse. Imágenes obtenidas a partir del visualizador de halos online que dispone *TNG Collaboration*.

en la Fig. 3.10.

En total fueron identificados 52 GCs a corrimiento al rojo $z > 0$, de los cuales 1 finaliza como una galaxia única, ninguno como un par de galaxias y los restantes 51 GCs terminan como 3 o más galaxias en un mismo grupo a $z = 0$, donde más del $\sim 50\%$ sigue cumpliendo el criterio de aislamiento (véase Fig. 3.12). Más aún, examinando toda la población de grupos de galaxias (sean o no compactos) de 4 o más miembros identificados a $z = 0.23$, el GC mencionado es el único que coalesce (todos sus miembros se fusionan y resulta una única galaxia individual). Entonces, la aparente extrema rareza de GCs en el que se fusionan todos sus miembros ($\sim 4\%$ de la muestra de $z = 0.23$, aunque el volumen cosmológico simulado en TNG100 no es lo suficientemente grande para poder realizar estadística de manera confiable), indica que el tiempo que tardan 4 o más galaxias en fusionarse es mayor al tiempo que transcurre entre $z = 0.23$ y $z = 0$ ($\Delta t \gtrsim 3$ Gyrs). Se planea estudiar las condiciones iniciales, en particular la distribución de materia oscura, órbitas de las galaxias, dispersión de velocidades, entre otros parámetros con el objetivo de dilucidar las propiedades de este sistema en su etapa previa a la fusión.

Capítulo 5

Conclusiones

En este trabajo utilizamos los datos de la simulación cosmológica hidrodinámica TNG100 para estudiar la evolución de grupos compactos de galaxias identificados a corrimiento al rojo $0 \leq z \leq 0.23$. Definimos como grupo compacto a aquellos sistemas de 4 o más galaxias de masa estelar comparable que habitan el mismo halo y que presentan un brillo superficial suficientemente alto en 3 proyecciones ortogonales. La abundancia de estas agrupaciones es consistente con la densidad numérica de grupos compactos identificados en SDSS-DR12 por Sohn et al. (2015) para corrimiento al rojo $z \lesssim 0.2$.

Analizamos la evolución temporal de la compacticidad de 4 muestras de grupos compactos en el intervalo de corrimiento al rojo $0 \leq z \leq 1$, definiendo la curva de compacticidad y el tiempo de compactificación de cada agrupación. Obtuvimos que el 50% de los grupos son sistemas que se volvieron compactos hace menos de 1 Gyr previo a su identificación, mientras que el resto son grupos de galaxias ya ensamblados cuyas galaxias se encuentran orbitando entre sí, cercanas a su pericentro. Estadísticamente todos los grupos compactos evolucionan de manera comparable: las galaxias comienzan a habitar el mismo halo, alcanzan un grado máximo de compacticidad correspondiente al primer encuentro cercano y luego comienzan a orbitar entre sí.

Al estudiar con más detalle la evolución temporal futura de los 52 grupos compactos identificados a corrimiento al rojo $z > 0$, encontramos que el 89% de estos sistemas dejan de cumplir al menos 1 criterio de identificación antes de $z = 0$, siendo el criterio de población el que menos se cumple para las muestras obtenidas a tiempos cósmicos $t_{\text{cosmic}} \lesssim 12$ Gyrs. Esto es, la ocurrencia de fusiones entre miembros es más frecuente que la acreción de galaxias de masa estelar comparable al halo que habita el grupo. Sin embargo, sólo 1 grupo compacto, identificado a corrimiento al rojo $z = 0.23$, logra fusionar todos sus miembros resultando en una única galaxia masiva, aislada.

El análisis previo indica que los grupos compactos son configuraciones transitorias de grupos de galaxias que, en su mayoría, satisfacen los criterios de identificación por cortos

períodos de tiempo. Al superponer las medianas de las diferentes muestras encontramos que, una vez que el 50% de una muestra se compacta, la mayoría deja de ser identificado como tal después de ~ 1 Gyr, siendo incapaces de mantenerse como sistemas aislados de 4 o más galaxias de masa estelar similar que constituyen regiones de alto brillo superficial. Esto se debe principalmente a la ocurrencia de fusiones entre miembros, aunque no deben descartarse la posible descompactificación y/o la acreción de nuevas galaxias al sistema.

Los grupos compactos son sistemas excelentes para el estudio del efecto de las fuertes interacciones de marea entre galaxias en la evolución de las mismas, dado a que sus tiempos característicos de fusión entre miembros son mucho menores a los de acreción de nuevas galaxias masivas al halo, dentro de un Universo de cosmología Λ CDM. Debido a que los períodos de tiempo en los que un grupo de galaxias puede ser identificado como grupo compacto son del orden de pocos Gyrs, la abundancia de estos sistemas a lo largo de la evolución cósmica se puede explicar a partir del encuentro cercano de varias galaxias de masa comparable, siendo un escalón más en la constante formación jerárquica de estructuras cada vez más masivas.

Referencias

- (1) Allam, S. S. y Tucker, D. L. Astronomische Nachrichten **2000**, *321*, 101-114.
- (2) Barton, E.; Geller, M.; Ramella, M.; Marzke, R. O. y da Costa, L. N. AJ **1996**, *112*, 871.
- (3) Behroozi, P. S.; Wechsler, R. H. y Wu, H.-Y. ApJ **2013**, *762* 109, 109.
- (4) Carnevali, P.; Cavaliere, A. y Santangelo, P. ApJ **1981**, *249*, 449-461.
- (5) Davis, M.; Efstathiou, G.; Frenk, C. S. y White, S. D. M. ApJ **1985**, *292*, 371-394.
- (6) de Carvalho, R. R.; Gonçalves, T. S.; Iovino, A.; Kohl-Moreira, J. L.; Gal, R. R. y Djorgovski, S. G. AJ **2005**, *130*, 425-444.
- (7) De Lucia, G. y Blaizot, J. MNRAS **2007**, *375*, 2-14.
- (8) Deng, X.-F.; He, J.-Z.; Jiang, P.; Tang, X.-X. y Luo, C.-H. International Journal of Modern **2007**, *16*, 885-897.
- (9) Díaz-Giménez, E.; Taverna, A.; Zandivarez, A. y Mamon, G. A. MNRAS **2020**, *492*, 2588-2605.
- (10) Díaz-Giménez, E.; Zandivarez, A. y Mamon, G. A. MNRAS **2021**, *503*, 394-405.
- (11) Díaz-Giménez, E. y Mamon, G. A. MNRAS **2010**, *409*, 1227-1243.
- (12) Díaz-Giménez, E.; Mamon, G. A.; Pacheco, M.; Mendes de Oliveira, C. y Alonso, M. V. MNRAS **2012**, *426*, 296-316.
- (13) Díaz-Giménez, E.; Zandivarez, A. y Taverna, A. A&A **2018**, *618* A157, A157.
- (14) Farhang, A.; Khosroshahi, H. G.; Mamon, G. A.; Dariush, A. A. y Raouf, M. ApJ **2017**, *840* 58, 58.
- (15) Guo, Q.; White, S.; Boylan-Kolchin, M.; De Lucia, G.; Kauffmann, G.; Lemson, G.; Li, C.; Springel, V. y Weinmann, S. MNRAS **2011**, *413*, 101-131.
- (16) Hartsuiker, L. y Ploeckinger, S. MNRAS **2020**, *491*, L66-L71.

- (17) Henriques, B. M. B.; White, S. D. M.; Thomas, P. A.; Angulo, R.; Guo, Q.; Lemson, G.; Springel, V. y Overzier, R. MNRAS **2015**, *451*, 2663-2680.
- (18) Hickson, P. ApJ **1982**, *255*, 382-391.
- (19) Hickson, P.; Mendes de Oliveira, C.; Huchra, J. P. y Palumbo, G. G. ApJ **1992**, *399*, 353.
- (20) Iovino, A.; de Carvalho, R. R.; Gal, R. R.; Odewahn, S. C.; Lopes, P. A. A.; Mahabal, A. y Djorgovski, S. G. AJ **2003**, *125*, 1660-1681.
- (21) Iovino, A. AJ **2002**, *124*, 2471-2489.
- (22) Knollmann, S. R. y Knebe, A. ApJS **2009**, *182*, 608-624.
- (23) Mamon, G. A. ApJ **1986**, *307*, 426.
- (24) Mamon, G. A. ApJ **1987**, *321*, 622.
- (25) Marinacci, F.; Vogelsberger, M.; Pakmor, R.; Torrey, P.; Springel, V.; Hernquist, L.; Nelson, D.; Weinberger, R.; Pillepich, A.; Naiman, J. y Genel, S. MNRAS **2018**, *480*, 5113-5139.
- (26) McConnachie, A. W.; Ellison, S. L. y Patton, D. R. MNRAS **2008**, *387*, 1281-1290.
- (27) McConnachie, A. W.; Patton, D. R.; Ellison, S. L. y Simard, L. MNRAS **2009**, *395*, 255-268.
- (28) Minkowski, R. L. y Abell, G. O. en Basic Astronomical Data: Stars and Stellar Systems, Strand, K. A., ed., 1963, pág. 481.
- (29) Naiman, J. P.; Pillepich, A.; Springel, V.; Ramirez-Ruiz, E.; Torrey, P.; Vogelsberger, M.; Pakmor, R.; Nelson, D.; Marinacci, F.; Hernquist, L.; Weinberger, R. y Genel, S. MNRAS **2018**, *477*, 1206-1224.
- (30) Navarro, J. F.; Mosconi, M. B. y Garcia Lambas, D. MNRAS **1987**, *228*, 501-511.
- (31) Nelson, D.; Pillepich, A.; Springel, V.; Weinberger, R.; Hernquist, L.; Pakmor, R.; Genel, S.; Torrey, P.; Vogelsberger, M.; Kauffmann, G.; Marinacci, F. y Naiman, J. MNRAS **2018**, *475*, 624-647.
- (32) Nelson, D.; Springel, V.; Pillepich, A.; Rodriguez-Gomez, V.; Torrey, P.; Genel, S.; Vogelsberger, M.; Pakmor, R.; Marinacci, F.; Weinberger, R.; Kelley, L.; Lovell, M.; Diemer, B. y Hernquist, L. Computational Astrophysics and Cosmology **2019**, *6* 2, 2.

- (33) Pillepich, A.; Nelson, D.; Hernquist, L.; Springel, V.; Pakmor, R.; Torrey, P.; Weinberger, R.; Genel, S.; Naiman, J. P.; Marinacci, F. y Vogelsberger, M. MNRAS **2018**, *475*, 648-675.
- (34) Planck Collaboration et al. A&A **2016**, *594* A13, A13.
- (35) Pompei, E. y Iovino, A. A&A **2012**, *539* A106, A106.
- (36) Prandoni, I.; Iovino, A. y MacGillivray, H. T. AJ **1994**, *107*, 1235.
- (37) Riebe, K.; Partl, A. M.; Enke, H.; Forero-Romero, J.; Gottlöber, S.; Klypin, A.; Lemson, G.; Prada, F.; Primack, J. R.; Steinmetz, M. y Turchaninov, V. Astronomische Nachrichten **2013**, *334*, 691-708.
- (38) Rodriguez-Gomez, V.; Genel, S.; Vogelsberger, M.; Sijacki, D.; Pillepich, A.; Sales, L. V.; Torrey, P.; Snyder, G.; Nelson, D.; Springel, V.; Ma, C.-P. y Hernquist, L. MNRAS **2015**, *449*, 49-64.
- (39) Rose, J. A. ApJ **1977**, *211*, 311-318.
- (40) Schaye, J. et al. MNRAS **2015**, *446*, 521-554.
- (41) Seyfert, C. K. **1951**, *63*, 72.
- (42) Skrutskie, M. F. et al. AJ **2006**, *131*, 1163-1183.
- (43) Sohn, J.; Geller, M. J.; Hwang, H. S.; Zahid, H. J. y Lee, M. G. ApJS **2016**, *225* 23, 23.
- (44) Sohn, J.; Hwang, H. S.; Geller, M. J.; Diaferio, A.; Rines, K. J.; Lee, M. G. y Lee, G.-H. Journal of Korean Astronomical Society **2015**, *48*, 381-398.
- (45) Springel, V. MNRAS **2010**, *401*, 791-851.
- (46) Springel, V.; Pakmor, R.; Pillepich, A.; Weinberger, R.; Nelson, D.; Hernquist, L.; Vogelsberger, M.; Genel, S.; Torrey, P.; Marinacci, F. y Naiman, J. MNRAS **2018**, *475*, 676-698.
- (47) Springel, V. et al. Nature **2005**, *435*, 629-636.
- (48) Stephan, M. MNRAS **1877**, *37*, 334.
- (49) Taverna, A.; Díaz-Giménez, E.; Zandivarez, A. y Mamon, G. A. MNRAS **2022**, *511*, 4741-4752.
- (50) Taverna, A.; Díaz-Giménez, E.; Zandivarez, A.; Joray, F. y Kanagusuku, M. J. MNRAS **2016**, *461*, 1539-1547.
- (51) Tzanavaris, P.; Gallagher, S. C.; Ali, S.; Miller, D. R.; Pentinga, S. y Johnson, K. E. ApJ **2019**, *871* 242, 242.

-
- (52) Vorontsov-Velyaminov, B. A. Atlas and Catalog of Interacting Galaxies (1959) **1959**, 0.
- (53) Wiens, C. D.; Wenger, T. V.; Tzanavaris, P.; Johnson, K. E.; Gallagher, S. C. y Xiao, L. ApJ **2019**, *873* 124, 124.
- (54) York, D. G. et al. AJ **2000**, *120*, 1579-1587.
- (55) Zheng, Y.-L. y Shen, S.-Y. ApJ **2021**, *911* 105, 105.
- (56) Zheng, Y.-L.; Shen, S.-Y. y Feng, S. ApJ **2022**, *926* 119, 119.